

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2020.01.01

超短周期系外行星研究进展

黄秀敏^{1,2}, 季江徽^{1,2,3}

(1. 中国科学院 紫金山天文台, 南京 210008; 2. 中国科学技术大学 天文与空间科学学院, 合肥 230026;
3. 中国科学院 行星科学重点实验室, 南京 210033)

摘要: 超短周期 (ultra-short-period, USP) 行星是指轨道周期小于 1 d 的系外行星, 是近年来系外行星研究领域一个新的前沿目标。USP 行星的搜寻与确认需要借助傅里叶变换 (Fourier transform, FT) 和盒最小二乘法 (the box least, BLS) 等光变曲线分析算法, 以筛选和确认精准的周期信号。利用统计方法可得到目前 USP 行星的轨道周期、行星半径、宿主恒星类型等分布特征。大部分 USP 行星半径小于 $2R_{\oplus}$, 受行星质量限制, 大多数 USP 行星无法通过视向速度信号测得精确的行星质量。根据已有的观测结果可算出, 部分 USP 行星的质量小于 $10M_{\oplus}$, 由此推测这些 USP 的组成更接近金属与岩石混合的类地行星。由于密近轨道可能发生光致蒸发等物质损失过程, USP 行星大气的存在情况尚不明确。目前, USP 行星被认为起源于热木星 (hot-Jupiters) 或亚海王星 (sub-Neptunes), 但 USP 行星与热木星的主星金属丰度的分布存在较大差异, 亚海王星的光致蒸发起源理论可能性更高。USP 行星轨道演化机制包括低偏心率轨道迁移和潮汐耗散的原位起源模型等。

关键词: 系外行星; USP行星; 统计分析; 行星形成及演化

中图分类号: P145.2 **文献标识码:** A

1 引 言

系外行星研究领域的突破性进展时常伴随着特殊行星族群的发现, Mayor 和 Queloz^[1] 于 1995 年前后发现了轨道周期仅几天的热木星族群。研究者针对热木星的大气、热木星起源和演化也开展了一些研究工作^[2], 使热木星的研究成为系外行星研究的前沿。近年来, USP (ultra-short-period) 行星作为继热木星之后另一特殊系外行星族群, 吸引了天文学家的关注。USP 行星是指轨道周期小于 1 d 的系外行星, 且绝大多数为 $R < 2R_{\oplus}$ (R_{\oplus} 表示地球半径) 的类地行星^[3]。由于 USP 行星十分靠近宿主恒星, 行星表面温度可达数千开尔文 (K), 因此人们可以通过凌星信号以及行星表面的热辐射对 USP 行星进行观测。自 2009 年起, 美

收稿日期: 2019-09-23; 修回日期: 2019-11-27

资助项目: 国家自然科学基金 (11773081); 中国科学院创新交叉团队项目; 紫金山天文台小行星基金会

通讯作者: 季江徽, jijh@pmo.ac.cn

国国家航空航天局 (National Aeronautics and Space Administration, NASA) 启动开普勒望远镜^[4], 对大约 200 000 颗恒星进行了长达 4 a 的凌星观测, 发现一颗 USP 行星可发生数千次的凌星现象。

截至目前, 通过多种观测方法发现并确认的 USP 行星已超过 100 个, 如目前测得周期最短的系外行星 KOI 1843.03^[5], 其轨道周期仅为 4.25 h; 质量和半径数据均可精确测量的最小类地行星 Kepler 78b^[6, 7], 其轨道周期仅为 8.5 h。其余较为典型的 USP 行星还包括 55 Cnc e^[8], CoRoT-7b^[9], Kepler-10b^[10] 等。55 Cnc e 是第一颗被发现的超短周期系外行星, 行星半径约为 $2.0R_{\oplus}$, 处于 USP 行星半径范围的上限^[11]。图 1 为系外行星主要族群的轨道周期和行星质量分布情况^[12], M_{\oplus} 表示地球质量。

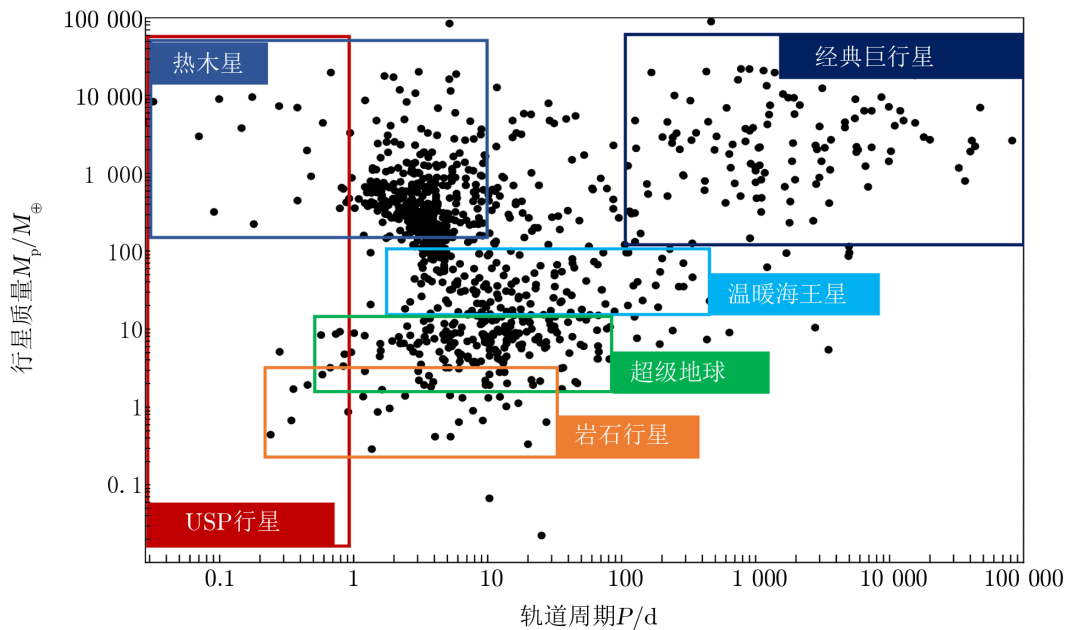


图 1 系外行星族群及质量分布^[12]

USP 行星的搜寻工作仍在进行之中, 未来会对更多不同周期、不同质量范围、不同物理特性的 USP 行星进行观测和研究。了解行星组成将有助于追溯这些 USP 行星的起源, 同时需要更精确的质量和密度测量数据以完善现有的 USP 行星样本。Malavolta 等人^[13]通过 K2 观测任务的恒星测光数据、高精度的视向速度测量数据以及 HARPS-N 光谱测量数据得到了 USP 行星 K2-141b 精确的质量和半径, 分别为 $R = (1.51 \pm 0.05)R_{\oplus}$ 和 $M = (5.08 \pm 0.41)M_{\oplus}$ 。

根据已有的观测数据, USP 行星和热木星在数量分布上十分相似且有交叉, 已知的巨行星类 USP 行星有 KELT-16b^[14], WASP-18b, 19b, 43b, 103b 以及 HATS-18b。但是, 基于现有的行星形成和演化的理论来解释 USP 行星的起源仍存在一些挑战。本文第 2 章主要介绍 USP 行星的搜寻与确认流程及数据处理方法; 第 3 章根据观测结果总结了目前 USP 行星

的轨道周期、行星半径、宿主恒星类型等参数的相关性和分布特征, 并根据统计数据计算出不同光谱型恒星周围 USP 行星出现率; 第 4 章介绍 USP 行星结构与组成、行星大气和行星系统轨道构型等主要科学问题的最新研究成果; 第 5 章介绍 USP 行星形成和演化理论的研究进展; 最后对全文进行总结与展望。

2 USP 行星的搜寻和观测

截至目前, 在发现并确认的 USP 行星中, 约 80% 是用凌星法观测所得, 其余的用视向速度测量法和引力波探测法所观测到。已确认的 USP 行星十分靠近宿主恒星, 并且具有极短的轨道周期, 该特性极大地提高了凌星事件被探测到的频率。因此, 跟踪恒星亮度变化是搜寻超短周期系外行星的有效途径。但是探测到的凌星信号可能还包含一些掩食双星或非行星的天体信号^[15], 故需要结合其他观测特征对 USP 行星候选体进行筛选, 并对恒星亮度特征进行处理, 从而得到较精确的 USP 行星轨道周期数据^[15]。

此外, USP 行星中的大质量行星会对宿主恒星绕系统质心的运动产生明显的引力扰动作用, 产生较强的视向速度 (radial velocity, RV) 测量信号。对于绝大多数凌星行星的观测数据, 均可测量轨道法线与观测者视线之间的夹角 i , 再结合高精度视向速度信号, 即可计算行星的质量^[16]。仅少数凌星的行星系统可以观测到 Rossiter-McLaughlin 信号。根据 Rossiter-McLaughlin 效应^[17], 也可以计算行星轨道平面与恒星自转平面的投影夹角^[18], 确定轨道空间位置。

USP 行星研究团队 (the short-period planets group, SuPerPig) 利用 Kepler^[19], K2 (Kepler's second mission)^[20] 和 TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite)^[21] 的观测数据搜寻和确认 USP 行星。到目前为止, 已发现超过 240 颗 USP 行星候选体, 其中拥有视向速度测量数据、光谱测量数据以及高分辨率直接成像数据的候选体分别占 5%, 52%, 63%。为了排除凌星观测中的假阳性候选体, SuPerPig 利用上述光度测量、光谱测量以及高分辨率成像数据对 Kepler 和 K2 观测到的 USP 行星候选体进行了筛选^[22]。

2.1 凌星观测

若观测者视线方向与系外行星轨道平面夹角足够小, 行星从恒星前方经过时会遮挡恒星发出的光, 该现象称为凌星, 故可通过地球上观测到的恒星亮度变化观测到这颗系外行星的凌星事件。凌星事件的周期性将其与恒星旋转运动与恒星固有活动区别开, 凌星观测可用于探测系外行星的大小和轨道周期。忽略恒星的临边昏暗效应, 凌星事件产生的中央恒星视亮度下降可用凌星深度表示:

$$\frac{\Delta\mathcal{L}}{\mathcal{L}} = \left(\frac{R_p}{R_*}\right)^2, \quad (1)$$

其中, $\Delta\mathcal{L}$ 为恒星亮度下降值, \mathcal{L} 为恒星初始视亮度, R_p 和 R_* 分别为行星半径和恒星半径。

2.1.1 凌星观测任务

2009年,欧洲的CoRot (convection Rotation and Planetary Transits)^[23, 24]发现了USP行星CoRot-7b, CoRot是在Kepler与TESS之前较为成功的系外行星凌星观测项目。此后,Kepler望远镜观测到大约200 000颗恒星亮度的时序测量信号,发现了与CoRot-7b相似的USP行星Kepler-10b^[25]。Kepler后续观测任务K2同样获得了大量恒星亮度测量数据,由于望远镜在每个目标天区仅停留80 d,因此很难探测到长周期的系外行星;轨道周期为4 h的USP行星可以在80 d内发生480次凌星现象^[15],故USP行星仍然可以很容易被探测到。Adams等人^[15]通过分析K2任务所获得的数据,发现了19颗轨道周期小于1 d的USP行星候选体(其中9颗为首次观测到)。这些候选行星的半径为地球的0.7~16倍,轨道周期为4.2~23.5 h。

与Kepler观测目标相比,TESS观测目标的宿主恒星亮几星等,也扩大了目标宿主恒星年龄和半径的范围,为搜寻更多适用于视向速度质量测量的USP行星提供可能。2018年7月25日—8月22日期间,TESS观测到一颗围绕M矮星运动的超短周期系外行星LHS 3844b,这颗行星的半径为 $(1.32 \pm 0.02) R_{\oplus}$,轨道周期为11 h。

在Kepler和TESS执行空间观测任务之前,地基凌星观测方法也是研究USP行星的有效手段。2016—2018年期间,天文学家利用地面望远镜阵列MEarthSouth对LHS 3844b系统进行为期2 a的观测,共进行了1 935次光度测量。天文学家利用BLS算法对光变曲线进行分析时,发现了周期和振幅与TESS观测结果一致的凌星特征,且MEarth数据显示恒星旋转周期为128 d^[16]。因此,地基凌星观测也是搜寻系外行星的重要方法,如TESS的后续观测任务TFOP。2018年9月6日,位于智利的ElSauce天文台Planewave CDK 14望远镜,在I_C波段也观测到一次完整凌星事件^[16]。

2.1.2 光变曲线分析

对于凌星观测数据的处理和USP行星目标的筛选,人们已提出许多不同的方法,在已发表的研究工作中人们使用的方法和流程也各有差异。在利用Kepler观测数据进行USP行星候选体搜寻时,通常需要去除时序观测信号中的仪器噪声,但同时需保留探测目标的天体物理信号,Stumpe等人^[26]提出的数据预处理模块(the presearch data conditioning module, PDC)即可实现这一目标。

去除仪器噪声后,需要进行光变曲线分析,并采用周期信号处理算法可得到USP行星的周期,如经典BLS(box least squares)算法^[27]和FT(Fourier transform)算法^[3]等。两种算法的主要原理是通过匹配滤波器,对光变曲线中的谐波信号进行叠加或折叠,得到增强的或更清晰的周期信号。当凌星持续时间远小于行星轨道周期时,BLS算法效率最高。BLS算法可以有效地将所有高次谐波归结为一个单一的检测统计量。FT算法的工作原理是:在具有周期凌星信号的光变曲线中,傅里叶谱包含一个处在轨道周期处的峰值和一系列强谐波,通过峰值信号的规律间隔可以得到凌星周期信号^[3]。Sanchis-Ojeda^[3]通过FT算法得到的4个不同行星系统的光谱信号,如图2所示:图2a)表示短周期行星Kepler-78b^[6],FT谐波振幅随频率升高逐渐减小;图2b)表示一对掩食双星,两种高度不同的峰值交替出现;

图 2c) 表示较长周期的行星 Kepler-63b^[28], 谐波谱线十分密集, 长周期行星的存在使短周期行星的 FT 探测信号变得复杂; 图 2d) 表示亚巨星的轨道振荡信号。目前使用 BLS 算法进行凌星信号周期搜寻的研究工作较多^[5, 29, 30], 但是两种算法并无明显优劣之分, 实际工作中可尝试使用不同的方法。

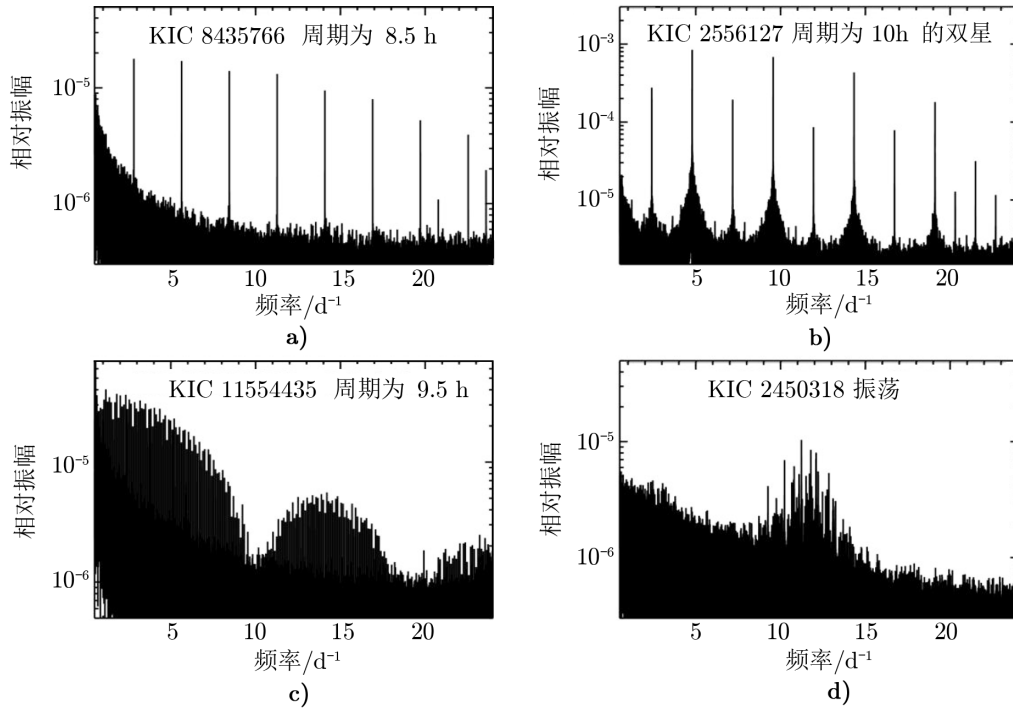


图 2 不同周期行星系统的 FT 谱线振幅变化^[3]

Sanchis-Ojeda 等人^[3]使用凌星时刻以及信噪比等参数对 USP 行星候选体作进一步认证, 以从样本中去除非凌星特征及凌星事件中的非行星特征。对 USP 行星候选体筛选产生干扰的主要是双星掩食现象。在 EPIC21041957 和 EPIC201754505 这两个观测目标的恒星光变曲线中, Adams 等人^[15]发现除了凌星信号之外还包含了正弦变化的背景信号, 且凌星现象每隔半个周期出现在背景信号的峰值和低谷处。这可能是由大小相近的双星引起的光变曲线信号变化, 对于双星系统中的行星, 其凌星的强度可能会因为另一颗恒星亮度过大而被弱化, 导致增大行星半径测量数据的偏差。

WASP 103b 也是一颗 USP 行星, 通过透射谱观测, 人们发现其半径随波长有明显变化, 但是无法用行星大气活动解释该现象。后续观测发现 WASP 103 附近存在另一颗恒星, Southworth 等人^[31]通过对光变曲线进行多次分析, 认为这颗黯淡恒星的光对恒星 WASP 103 的光变曲线产生污染, 从而导致观测到的 WASP 103b 的半径异常。因此, WASP 103 系统也同时成为研究 USP 行星特征和双星系统特性的典型案例。

完整的凌星信号搜寻 USP 行星候选体过程可总结为: (1) 下载恒星亮度测量数据, 通过

滤波器初步去除噪声；(2) 利用 BLS 算法筛选出周期在 3~72 h 或 24 h 以内的信噪比 (SNR) 大于 10 的目标；(3) 进一步限制目标的凌星深度和凌星持续时间；(4) 人工对筛选出的光变曲线进行审核，判断是否为行星凌星事件；(5) 通过调整光变曲线周期，再次去除明显的噪声信号和非行星信号；(6) 拟合光变曲线，根据光变曲线排除伪阳性 USP 行星候选体。

除了文章中介绍的常规 USP 行星，还可能还存在其他超短周期天体，如：可以产生高频凌星现象的异常轨道构型的行星、小行星以及掩食双星等。WD 1145+017 就是一个特殊的系统，该系统由一颗白矮星和其周围一系列崩解的小行星组成，该系统内的小行星可产生周期为 4.5~4.9 h 的凌星事件^[32]，且凌星事件持续时间为 10 min~1 h。对于 USP 行星搜寻和认证，高精度的观测数据与采用高效的数据处理和分析方法同样重要。

2.2 视向速度测量

凌星观测数据得到的是 USP 行星候选者，需要通过进一步的后续观测筛选出真实的 USP 行星。为了实现这一目标，可通过视向速度测量和高分辨率成像法来排除伪 USP 行星，并确定由附近恒星光引起行星半径测量的误差。

视向速度测量是探测系外行星的重要方法之一，通过观测恒星光谱的多普勒频移，可以精确地测量恒星朝向或远离观测者的移动速度。在已知观测者相对于太阳系质心的运动和其他运动的情况下，可得到有行星围绕的目标恒星产生的视向运动信息。在一颗质量为 M_p 的行星引力作用下，质量为 M_* 的恒星产生的视向速度信号变化振幅 K 可表示为：

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P} \right)^{1/3} \frac{M_p \sin i}{(M_* + M_p)^{2/3}} \frac{1}{\sqrt{1 - e^2}} \quad (2)$$

其中， P 是行星轨道周期， e 是行星轨道的偏心率。如前所述，Adams 等人^[15]除了在 K2 任务观测结果中筛选出 19 颗符合条件的 USP 行星候选体，还利用光变曲线特征和视向速度跟踪观测结果，发现了 4 颗非行星目标：产生间歇凌星现象的 EPIC 211152484 系统和 3 个伪 USP 行星候选体。

同时，由式 (2) 可知，视向速度测量信号与 $P^{-1/3}$ 呈正相关，故 USP 行星是适宜通过视向速度法精确测定质量的重要目标。USP 行星 Kepler78b 便是视向速度测量的典型案例。2013 年，来自 CPS (the California Planet Search) 和 HARPS-N (the HARPS-North consortium) 的两个研究团队分别尝试用 HIRES 光谱仪和视向速度观测法测定 Kepler 78b 的质量，测量结果可见参考文献 [7, 32]。最新的研究发现 Kepler 78b 的半径和质量为： $R_p = (1.20 \pm 0.09) R_\oplus$ 、 $M_p = (1.87 \pm 0.27) M_\oplus$ ，由此可得平均密度为 $6.0_{-1.4}^{+1.9} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$ ^[34]，这与地球的平均密度 $5.5 \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$ 十分接近。然而，由于 USP 行星质量往往很小，视向速度测量信号的振幅只有每秒几米，因此它们很难探测到。

还有一些学者在研究中也使用了视向速度测量。Malavolta 等人^[13]利用位于 LaPalma 的 Telescopio Nazionale Galileo (TNG)^[35]收集了 44 个 HARPS-N 光谱数据，并从中获取恒星旋转期间目标的光谱变化，以此模拟恒星活动。这项工作有助于理解恒星活动对于恒星光谱观测结果的影响，进而去除视向速度中的恒星活动干扰，提高 USP 行星搜寻和确认的准确度。

2.3 其他探测方法

Cunha 等人^[36]提出引力波探测也是发现 USP 行星的一种有效方法, 未来可以利用引力波探测发现邻近的系外行星系统或双星宿主恒星发出的有趣信号, 这需要借助新一代空间探测设备如 LISA (Laser Interferometer Space Antenna) 空间天文台。Cunha 等人列举了一组周期小于 80 min 的系外行星, 并计算了这些 USP 行星系统的 3 个引力波参数: 引力光度 L_{GW} 、引力应变 h 和频率 f_{GW} , 它们都在 LISA 的探测灵敏度内。

此外, 脉冲星计时法也能探测到超短周期轨道上的行星。脉冲星是快速自转的中子星, 在其磁轴方向能发出射电脉冲信号。脉冲星自转周期分为秒级和毫秒级, 毫秒脉冲星的自转周期十分稳定, 其自转周期的变化率仅约 10^{-19} 。如果脉冲星周围存在行星, 可测量因行星对恒星引力扰动的径向分量造成的脉冲信号光行差, 以此确认行星的存在。考虑到天体物理中引起时间变化的因素很多, 通常选择毫秒脉冲星进行系外行星探测。1992 年 1 月 9 日, 天文学家 Wolszczan 和 Frail^[37]发现了两颗围绕脉冲星 PSR 1257+12 旋转的行星, 这一发现得到了证实, 并且该工作被认为是对系外行星的首次确认。经过进一步的观测确认, 于 1994 年发现了该系统内第三颗行星, 最靠近 PSR1257+12 的行星 b 轨道周期仅为 25 d。

行星引力扰动对毫秒脉冲星造成的光行差信号为^[38]:

$$\tau_{\text{p}} = \frac{1}{c} \frac{a \sin i M_{\text{p}}}{M_{*}}, \quad (3)$$

其中, c 为光速, a 为行星轨道的半长径。

脉冲星计时法的探测原理本质上与视向速度法相同, 前者对时间信号进行测量, 后者对恒星视向速度进行测量。与视向速度法相似, 脉冲星计时法的测量信号也存在行星质量与轨道倾角的耦合, 只能得到行星最小质量 $m_{\text{p}} \sin i$ 。HTRU (High Time Resolution Universe) 是一个全天区的巡天项目, 由两台望远镜 (Effelsberg 100 m 望远镜和 Parkes 望远镜) 分别执行南、北天区两个部分的探测工作, 且灵敏度相同。2013 年, HTRU 北天项目发现一个自转周期为 5.8 ms 的脉冲星 PSR J1719-1438 周围存在轨道周期为 2.2 h 的伴星体^[39]。利用脉冲星质量计算得到该伴星体的质量约为 $1.2 M_{\text{Jupiter}}$, 最小平均密度为 $23 \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$, 这表明它可能是白矮星的超小质量残留物, 其组成成分十分接近钻石, 故被称为“钻石行星”。Bailes 等人^[39]提出该系统可能曾经是小质量 X 射线双星, 其中白矮星将质量传递到中子星而演化成为行星。所以毫秒脉冲星计时法可以作为一种 USP 行星的探测方法, 并且为今后在脉冲星周围探测到的 USP 行星提供了一种起源机制和演化理论。

3 USP 行星分布统计

以下 USP 行星数据来自系外行星网站^[12], 该网站持续记录和更新已发现并且得到确认的系外行星数据, 包括行星相关参数、探测手段及宿主恒星相关参数等。行星自身参数有: 行星质量、半径、轨道周期、轨道半长径等, 宿主恒星的信息包括: 恒星质量、半径、有效温度及金属丰度等。

第2章围绕 USP 行星的探测方法和进展讨论了 USP 行星的探测现状,本章将结合已有的 USP 行星探测数据和研究成果,介绍 USP 行星在数量及宿主恒星类型等方面的分布特征。短周期行星研究团队 (the short-period planets group, SuPerPiG) 也正致力于探索 USP 行星统计特征对行星形成理论的影响。

3.1 出现率

Sanchis-Ojeda 等人^[3]利用 FT 光变曲线分析算法对 Kepler 观测数据进行系统和自动化处理,发现几乎所有探测到的 USP 行星的半径均小于 $2R_{\oplus}$ 。他们还发现大约每 200 颗类太阳恒星 (G 型恒星) 周围就有一颗 USP 行星,且 USP 行星的数量分布与宿主恒星的光谱类型有关。对于 M 型矮星,USP 行星出现率为 $(1.1 \pm 0.4)\%$,而对于 F 型星,此概率仅为 $(0.15 \pm 0.05)\%$ 。但由于目前 USP 行星探测样本还比较小,以上数据仍然具有很大的不确定性。图 3 给出了围绕 G 型和 K 型恒星的 USP 行星出现率分布情况,且随轨道周期增加符合幂律增长,随行星半径增加在 $2R_{\oplus}$ 附近急剧下降。

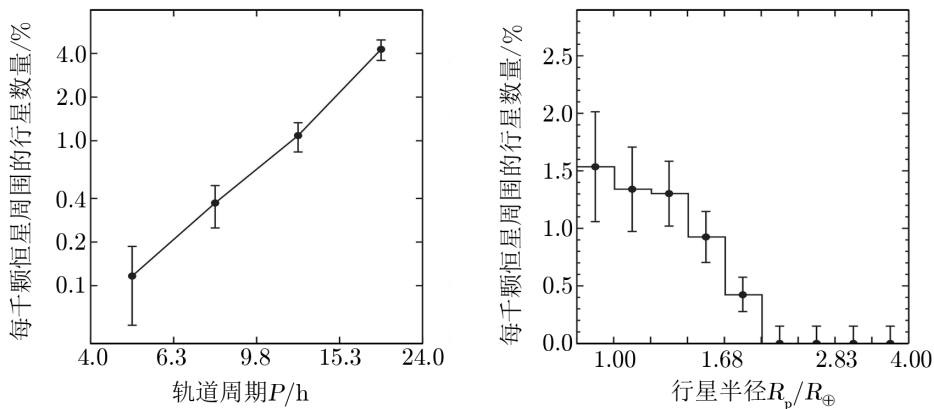


图 3 围绕 G 和 K 型恒星的 USP 行星出现率随周期和半径的分布^[3]

图 4 为 Lee 和 Chiang^[40]将 USP 行星出现率随轨道周期变化情况 (蓝色数据点) 与亚海王星的出现率分布进行比较的结果,可见 USP 行星的出现率变化趋势与周期为 1~10 d 的亚海王星变化趋势相似。M 矮星和 FGK 型恒星周围的亚海王星出现率随周期变化趋势相同,均在周期为 20 d 附近达到截断周期 P_{break} ,之后亚海王星的出现率不再增加。

3.2 主星金属丰度及有效温度

3.1 节已经介绍了 USP 行星的数量分布与宿主恒星光谱类型有关,为了进一步通过宿主恒星物理特性的分布来解释 USP 行星的起源,本节将主要讨论 USP 行星随宿主恒星金属丰度和有效温度的分布情况。Valsecchi 等人^[43]提出,USP 行星是热木星的固体核,由于光致蒸发或洛希瓣超流而失去了气体包层。Winn 等人^[44]通过研究 USP 行星与恒星金属丰度的关系来检验这一假设,因为拥有短周期轨道巨行星 (如热木星) 的恒星比太阳系邻近的其他恒星具有更高的金属丰度^[45, 46]。Winn 等人^[44]对 USP 行星、热木星和小质量密近轨道行星的主星金属丰度进行了研究,结果如图 5 所示。为便于统计工作, Winn 等人挑选的行星样

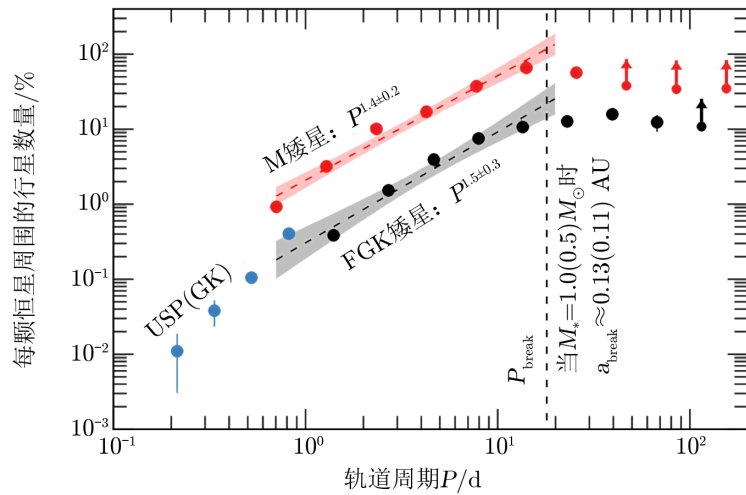


图 4 亚海王星 (Sub-Neptune) 的出现率与轨道周期的关系^[40-42]

本中热木星半径大于 $4R_{\oplus}$, 轨道周期小于 10 d, 小质量密近轨道行星半径小于 $4R_{\oplus}$, 轨道周期在 1 ~ 10 d 之间。恒星样本包括 23 颗热木星主星、246 颗小质量密近轨道行星的主星和 64 颗 USP 行星的主星, 并且这些宿主恒星有效温度范围为 4 700 ~ 6 000 K 的主序星。

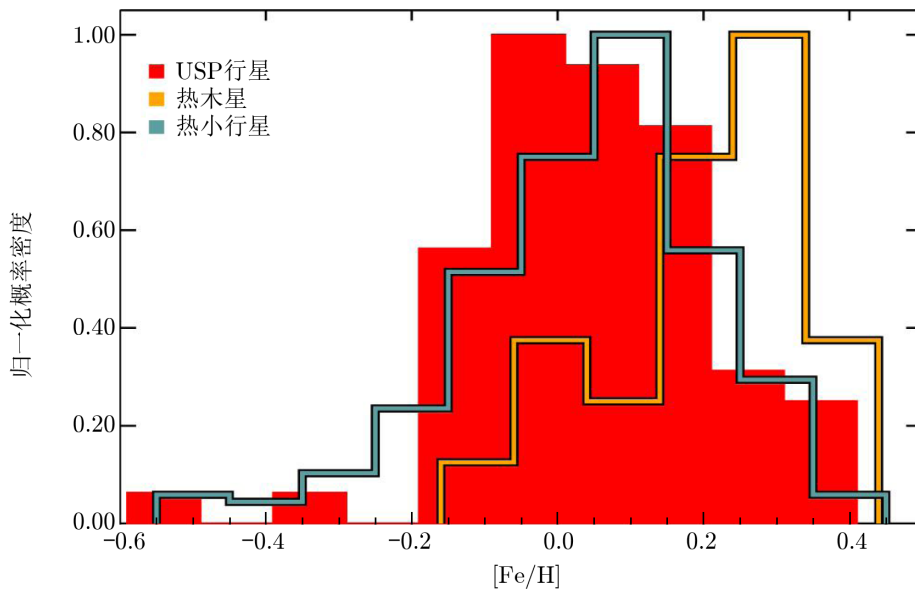


图 5 三类恒星样本的金属丰度分布^[44]

由图 5 可知, 显示 USP 行星与小质量密近轨道行星的主星金属丰度分布更接近, 与热木星主星金属丰度相比偏低, 图中柱状图高度代表行星出现率的柱密度, 横坐标所指为行星宿主恒星金属丰度指标。利用 Kolmogorov-Smirnov 测试, Winn 等人^[44] 计算出 USP 行星、

小质量密近轨道行星与热木星的主星样本两两之间的金属丰度，发现其服从同一分布的概率 p ，计算结果见表 1。

表 1 宿主恒星金属丰度分布的比较^[44]

样本名称	恒星数	金属丰度均值 [Fe/H]	概率估计值	
			USP行星	热木星
USP行星	64	0.0584 ± 0.0050	—	3×10^{-4}
热木星	23	0.2096 ± 0.0085	3×10^{-4}	—
小质量密近轨道行星	246	0.0459 ± 0.0026	0.39	2×10^{-5}

为了进一步得到 USP 行星样本起源于热木星概率的上限值 f ，Winn 等人^[44]采用蒙特卡罗 (Monte Carlo) 方法进行计算，得到 $f < 0.36$ 。这说明，与热木星主星金属丰度分布相同的 USP 行星主星样本不超过总数的一半，因此，USP 行星更可能起源于小质量密近轨道行星而不是热木星。

USP 行星宿主恒星的金属丰度和有效温度还可以用来计算恒星的半径和质量，如 Winn 等人^[44]将光谱观测数据与达特茅斯 (Dartmouth) 恒星演化模型^[47]计算结果进行比较，从而得到恒星的质量和半径。达特茅斯恒星演化模型可以通过输入恒星有效温度 T_{eff} 、金属丰度 [Fe/H] 和表面重力 $\lg g$ 得到恒星质量、半径和年龄的后验分布。由图 6 可知，大部分 USP 行星的主星有效温度范围为 2 500 ~ 7 000 K，对应 F, G, K 光谱型恒星的有效温度范围。但是当主星有效温度范围为 10 000 ~ 30 000 K 时，还存在 8 颗极端环境下的 USP 行星，具体分布情况见图 6。

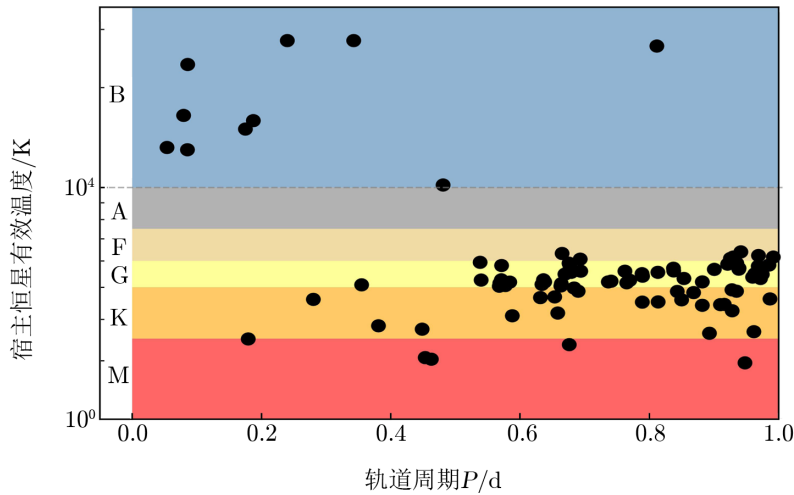


图 6 USP 行星宿主恒星的有效温度分布^[12]

4 USP行星物理特性及轨道分布

第 3 章主要介绍了 USP 行星出现率等分布统计特征, 有助于理解 USP 行星整体特性。但是, 由于目前 USP 行星样本较少, 统计方法得到的结果仍然具有较大不确定性。为了进一步推进 USP 行星的物理特性、形成及演化理论研究工作, 需要精确测定和分析 USP 行星系统的质量、半径和物质组成等。本章主要介绍 USP 行星半径、行星结构组成、大气特性及行星系统内轨道构型等, 这些参数将有助于揭示 USP 行星的起源。

4.1 行星半径

图 7 给出了目前已确认的 USP 行星质量和半径随轨道周期的分布, 图中每个圆形代表一颗行星, 圆形大小代表行星半径相对大小。其中 USP 行星半径分布在 $(0.6 \sim 22) R_{\oplus}$ 范围内。除了 4 颗半径为 $(2 \sim 5) R_{\oplus}$ 及 10 颗 $R \gtrsim 10 R_{\oplus}$ 的行星, 大部分 USP 行星半径满足 $R \lesssim 2 R_{\oplus}$ 。结合部分 USP 行星的质量测量结果, 发现其中约 60% 的 USP 行星属于类地行星或超级地球 (super-Earth), 且这些行星的平均密度约为地球平均密度的 3~5 倍。行星平均密度及组成成分的关系将在 4.2 节详细讨论。

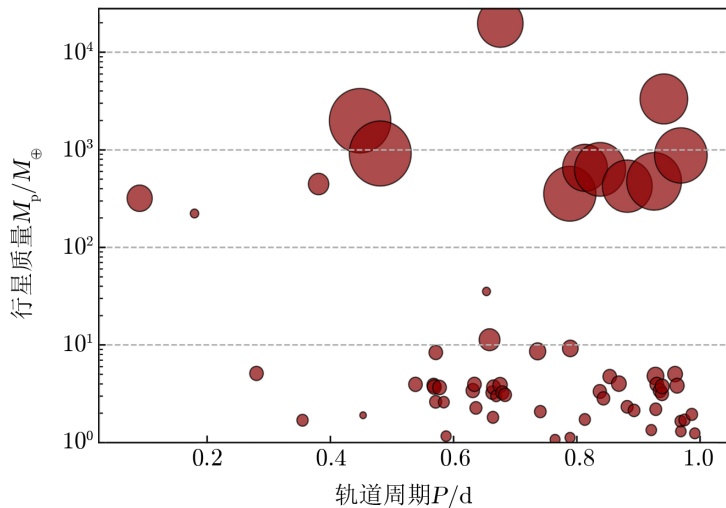


图 7 USP行星质量半径随轨道周期分布^[12]

4.2 行星结构及组成

第 2 章介绍了系外行星质量和半径的精确测量方法, 根据行星质量与半径可求出 USP 行星的平均密度, 然后可推算其内部组成成分。10 颗 USP 行星的质量测量数据以及与行星半径的分布关系如图 8 所示。黑点是数据点, 右下角标注的行星从上至下质量依次增加。图中不同颜色曲线代表不同的行星质量/半径理论值, 从上到下分别代表: 纯 Fe、Fe 核搭配不同比例的硅酸盐外壳、纯岩石、具有不同比例 H_2O 含量的岩石组成、纯 H_2O 以及冷的 H_2 和 He。其中, 不同的岩石和 Fe 质量分数对应的密度曲线是基于地球地幔和内核模型的状态

方程简化得到的, Fortney 等人^[48] 2007 年得到了行星质量、半径与岩石质量分数 (rock mass fraction, RMF) 和 Fe 质量分数(iron mass fraction, IMF) 的转化关系。

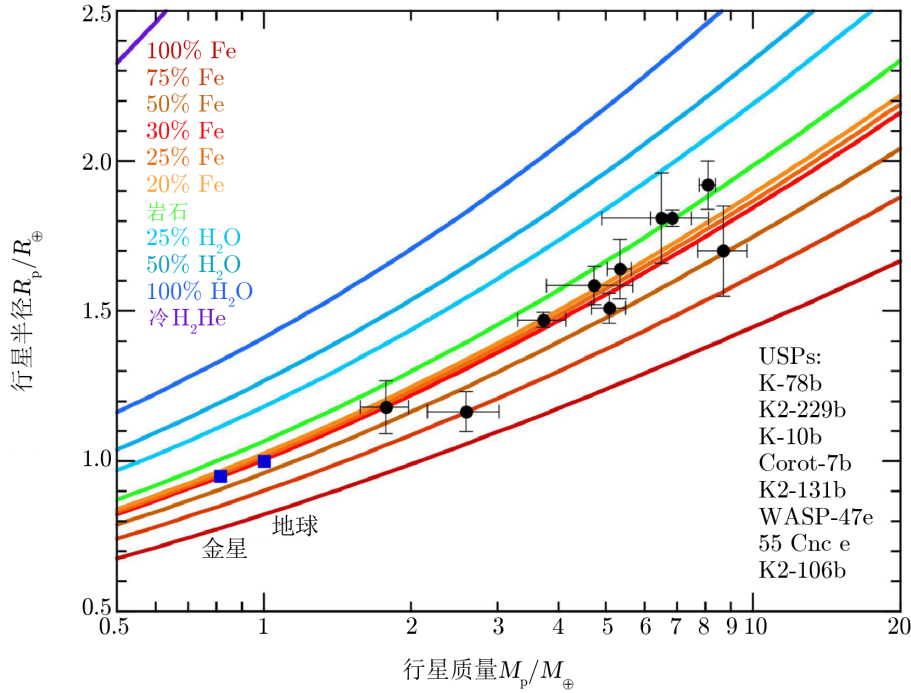


图 8 部分 USP 行星质量和半径分布^[49, 50]

除了第 2 章介绍的利用视向速度测定行星质量的方法, 对于轨道周期极短, 轨道半径处于洛希极限附近的 USP 行星, 需要具有不被恒星的潮汐引力撕裂的自身强度。对于一颗由不可压缩流体构成的行星, 其沿圆轨道围绕主星运动时的洛希极限^[51]为:

$$a_L \approx 2.44R \left(\frac{\rho_s}{\rho_p} \right)^{1/3}, \quad (4)$$

其中, ρ_s 表示恒星平均密度, ρ_p 表示行星平均密度。利用开普勒第三定律, 该行星轨道周期表达式仅与行星密度有关:

$$P_{\min} \approx \sqrt{\frac{3\pi(2.44)^3}{G\rho_p}} \approx 12.6\rho_p^{-1/2}. \quad (5)$$

为了使行星在洛希极限处不被撕裂, 行星平均密度 $\langle\rho\rangle$ 的下限可通过洛希极限处的轨道周期表达式计算得到^[49]:

$$P_{\min} \approx 12.6\rho_p^{-1/2} \left(\frac{\rho_c}{\langle\rho\rangle} \right)^{-0.16}, \quad (6)$$

其中, P_{\min} 是洛希极限处的轨道周期, $\langle\rho\rangle$ 和 ρ_c 分别代表行星的平均密度和核心密度, 以进一步描述行星的内部组成。这个公式被用于 KOI-1843b ($P_{\text{orb}} = 4.2$ h) 和 K2-137b

($P_{\text{orb}}=4.3$ h) 的密度计算。由于实际情况还需考虑行星组成材料的强度等因素, 通过此种方法得到的理论密度与实际值有偏差。因此, 精确测量行星的密度以及行星内部结构和组成还需要开展更多的观测和理论分析工作。由于 Kepler 和 K2 观测的 USP 行星的宿主恒星亮度相对较低, 无法进行精确的视向速度跟踪观测, 到目前为止, 只有少数几个 USP 行星有可靠的质量和密度计算数据, 如表 2 所示。目前已确认的 USP 行星共有 99 颗, 其相关物理参数如表 3 所示。

表 2 部分 USP 行星精确质量测定数据^[52]

USP 行星	P/d	R_p/R_{\oplus}	M_p/M_{\oplus}	$\rho_p/g \cdot \text{cm}^{-3}$	Fe 和 MgSiO ₃ 百分比	H ₂ O 百分比	参考 文献
Kepler-78b	0.36	1.20 ± 0.09	$1.87_{-0.26}^{+0.27}$	$6.0_{-1.4}^{+1.9}$	36%,64%	小于 57%	[7, 34]
Kepler-10b	0.84	$1.47_{-0.02}^{+0.03}$	3.72 ± 0.42	6.46 ± 0.73	21%,79%	$2_{-2}^{+10}\%$	[25, 53]
CoRot-7b	0.85	1.585 ± 0.064	4.73 ± 0.95	6.61 ± 1.33	15%,85%	$3_{-3}^{+23}\%$	[24, 54]
K2-106b	0.57	1.52 ± 0.16	$8.36_{-0.94}^{+0.96}$	$13.1_{-3.6}^{+5.4}$	80%,20%	小于 20%	[55]
HD 3167b	0.96	1.575 ± 0.054	5.69 ± 0.44	$8.00_{-0.98}^{+1.10}$	37%,63%	小于 10%	[56]
EPIC 228732031b	0.37	$1.81_{-0.12}^{+0.16}$	6.5 ± 1.6	$6.0_{-2.7}^{+3.0}$	4% H ₂ O	$15_{-15}^{+44}\%$	[52]
WASP-47e	0.79	1.81 ± 0.027	6.83 ± 0.66	6.35 ± 0.78	2% H ₂ O	$12_{-8}^{+10}\%$	[57, 58]
55Cnc e	0.74	1.92 ± 0.08	8.08 ± 0.31	$6.4_{-0.7}^{+0.8}$	4% H ₂ O	$16_{-10}^{+35}\%$	[59-61]

表 3 现有 USP 行星系统观测数据

USP 行星	P/d	M_p/M_{\oplus}	R_p/R_{\oplus}	$i/(\circ)$	M_*/M_{\odot}	T_{eff}/K	a/R_*	参考文献
XTE J1807-294 b	0.027 83	4 609.00	—	—	1.50	—	—	[86]
XTE J1751-305 b	0.029 46	8 581.00	—	—	1.70	—	—	[87]
GP Com b	0.032 00	8 327.00	—	55.50	0.33	—	—	[88]
J1433 b	0.054 00	18 148.00	—	84.36	0.80	13 200	—	[89]
PSR 0636 b	0.067 00	2 544.00	—	—	1.40	—	—	[90]
PSR J1807-2459 A b	0.070 00	2 988.00	—	—	1.40	—	—	[91, 92] ^P
WD 0137-349 B	0.079 43	17 798.00	—	35.00	0.39	16 500	34.813 37	[93, 94] ^P
SDSS J1411+2009 b	0.085 40	15 891.00	—	—	0.53	13 000	—	[95]
SDSS J1228+1040 b	0.085 70	0.39	—	—	0.71	23 510	61.155 48	[96]
PSR 1719-14 b	0.090 71	318.00	4.00	—	1.40	—	—	[39]
PSR J2051-0827 b	0.099 11	8 995.00	—	—	1.40	—	—	[91]
PSR J1544+4937 b	0.120 77	—	—	—	1.70	—	—	[97, 98] [*]
PSR J2241-5236 b	0.145 67	3 814.00	—	—	1.35	—	—	[99]
WD 0837+185 B	0.175 00	9 535.00	—	—	0.80	15 000	—	[100]
K2-137 b	0.179 72	222.00	0.89	89.60	0.46	3 492	2.832 33	[101]
WD 1145+017 b	0.187 50	0.00	—	—	—	15 900	—	[102]
Kepler-70 b	0.240 10	0.44	0.76	—	0.50	27 730	6.379 59	[103]
PSR J1446-4701 b	0.277 67	7 310.00	—	—	1.40	—	—	[104, 105] [*]
K2-141 b	0.280 32	5.10	1.51	86.30	0.71	4 599	—	[106]

(续表)

USP 行星	P/d	M_p/M_{\oplus}	R_p/R_{\oplus}	$i/(^{\circ})$	M_*/M_{\odot}	T_{eff}/K	a/R_*	参考文献
Kepler-70 c	0.342 89	0.67	0.87	—	0.50	27 730	8.080 82	[103]
Kepler-78 b	0.355 01	1.69	1.20	79.00	0.81	5 089	2.916 80	[6]
PSR B1957+20 b	0.380 00	6 992.00	—	—	1.40	—	—	[91]
K2-22 b	0.381 07	445.00	2.80	—	0.60	3 830	3.332 31	[107]
CVSO 30 b	0.448 41	1 983.00	21.40	61.80	0.39	3 740	1.301 27	[108]
Kepler-42 c	0.453 29	1.90	0.73	—	0.13	3 068	7.617 98	[109]
LHS 3844 b	0.462 93	—	1.32	88.22	0.15	3 036	7.114 82	[16]
HD 195689 b	0.481 12	915.00	21.70	86.79	—	10 170	—	[110, 111]*
Kepler-990 c	0.538 35	3.94	1.52	—	1.05	5 948	2.630 09	[112, 113]*
Kepler-1566 b	0.539 92	0.39	0.78	—	0.84	5 254	3.261 63	[112, 113]*
Kepler-828 b	0.567 86	3.85	1.51	—	0.81	5 039	3.506 75	[112, 113]*
Kepler-1317 b	0.568 87	3.70	1.56	—	0.83	5 144	3.450 75	[112, 113]*
Kepler-1107 b	0.571 04	2.61	1.30	—	0.86	5 268	3.371 89	[112, 113]*
K2-106 b	0.571 29	8.36	1.52	86.40	0.93	5 814	3.016 60	[55, 66]*
Kepler-1228 b	0.577 37	3.66	1.54	—	0.78	5 063	3.643 08	[112, 113]*
K2-229 b	0.584 25	2.59	1.16	83.90	0.84	5 185	3.507 92	[114]
Kepler-1203 b	0.588 00	1.16	1.06	—	0.64	4 105	4.189 47	[112, 113]*
Kepler-808 b	0.631 33	3.40	1.50	—	0.76	4 653	3.994 61	[112, 113]*
Kepler-1356 b	0.634 00	3.94	1.52	—	0.82	5 106	3.741 28	[112, 113]*
Kepler-1415 b	0.636 42	2.26	1.29	—	0.89	5 267	3.579 39	[112, 113]*
Kepler-607 b	0.638 16	0.58	0.87	—	0.84	5 196	3.693 61	[112, 113]*
Kepler-1520 b	0.653 55	35.30	0.85	—	0.76	4 677	4.088 85	[112, 113]*
EPIC 248435473 b	0.658 53	11.30	2.90	76.48	0.67	4 184	4.266 97	[69]
Kepler-1259 b	0.663 09	3.24	1.41	—	0.80	5 050	3.873 96	[112, 113]*
Kepler-1284 b	0.664 07	1.81	1.21	—	0.84	5 123	3.841 46	[112, 113]*
Kepler-1340 b	0.665 03	3.69	1.55	—	1.27	6 330	2.454 83	[112, 113]*
Kepler-407 b	0.669 31	3.00	1.17	—	1.00	5 476	3.199 18	[115, 116] ^P
Kepler-1368 b	0.675 65	3.88	1.65	—	1.07	5 910	3.079 76	[112, 113]*
NGTS-7A b	0.675 99	19 705.00	12.00	88.44	—	3 359	4.918 39	[117]
Kepler-780 b	0.677 38	0.60	0.88	—	1.01	5 769	3.203 79	[112, 113]*
Kepler-1310 b	0.679 34	3.24	1.43	—	0.91	5 549	3.595 75	[112, 113]*
Kepler-1604 b	0.683 68	3.08	1.41	—	0.81	4 976	4.021 49	[112, 113]*
Kepler-1446 b	0.689 97	0.45	0.82	—	0.81	4 865	4.098 14	[112, 113]*
Kepler-1547 b	0.692 98	0.64	0.90	—	1.12	6 080	2.912 05	[112, 113]*
Kepler-1087 b	0.693 84	0.16	0.60	—	0.96	5 590	3.474 15	[112, 113]*
55 Cnc e	0.736 55	8.59	1.95	90.36	1.02	5 196	3.400 41	[118]
Kepler-1377 b	0.740 93	2.07	1.25	—	0.86	5 218	4.011 52	[112, 113]*
Kepler-1067 b	0.762 13	0.41	0.80	—	0.95	5 592	3.725 03	[112, 113]*
Kepler-1409 b	0.764 86	1.07	1.04	—	0.83	5 160	4.202 11	[112, 113]*
Kepler-1173 b	0.769 85	0.60	0.88	—	0.86	5 250	4.114 18	[112, 113]*
WASP-19 b	0.788 84	354.10	15.64	79.40	0.90	5 500	3.474 12	[119]

(续表)

USP 行星	P/d	M_p/M_{\oplus}	R_p/R_{\oplus}	$i/(\circ)$	M_*/M_{\odot}	T_{eff}/K	a/R_*	参考文献
Kepler-1331 b	0.789 16	1.12	1.05	—	0.72	4 510	4.685 98	[112, 113]*
WASP-47 e	0.789 61	9.20	1.87	86.20	1.11	5 400	3.219 04	[120]
KIC 10001893 d	0.811 61	—	—	—	0.47	26 700	—	[121]
Kepler-1139 b	0.813 17	1.72	1.19	—	0.94	5 550	3.961 07	[112, 113]*
WASP-43 b	0.813 48	652.30	11.61	82.33	0.72	4 520	4.938 17	[122]
Kepler-10 b	0.837 49	3.33	1.47	84.80	0.91	5 708	3.414 98	[123]
HATS-18 b	0.837 84	629.00	14.99	85.50	1.04	5 600	3.726 46	[124]
Kepler-1315 b	0.843 38	2.83	1.38	—	0.80	4 861	4.667 96	[112, 113]*
Kepler-1579 b	0.849 91	0.50	0.84	—	0.75	4 584	4.918 13	[112, 113]*
CoRoT-7 b	0.853 59	4.74	1.52	80.10	0.93	5 313	4.267 24	[125],[126]*
Kepler-1320 b	0.868 39	4.01	1.70	—	0.80	4 817	4.824 38	[112, 113]*
Kepler-1379 b	0.881 84	2.32	1.30	—	0.83	5 190	4.620 13	[112, 113]*
NGTS-6 b	0.882 06	423.00	14.25	80.23	0.79	4 410	5.469 45	[127]
Kepler-732 c	0.893 04	2.13	1.27	—	0.49	3 631	6.714 59	[112, 113]*
Kepler-653 c	0.900 38	0.39	0.78	—	1.02	5 665	3.331 96	[112, 113]*
KOI-2700 b	0.910 02	0.86	1.06	—	0.63	4 433	—	[128]
Kepler-1351 b	0.916 14	0.20	0.65	—	0.70	4 439	5.280 10	[112, 113]*
Kepler-929 b	0.921 03	1.34	1.11	—	1.01	5 870	3.933 84	[112, 113]*
WASP-103 b	0.925 54	474.00	17.13	86.30	1.22	6 110	2.983 62	[129]
Kepler-845 b	0.927 86	4.80	2.04	—	0.79	4 913	4.952 87	[112, 113]*
Kepler-787 b	0.928 31	2.19	1.28	—	0.65	4 248	5.615 40	[112, 113]*
Kepler-1323 b	0.929 91	3.94	1.52	—	1.18	6 169	3.037 22	[112, 113]*
Kepler-1039 b	0.934 88	3.40	1.46	—	0.79	4 870	5.046 06	[112, 113]*
Kepler-1338 b	0.935 12	0.69	0.92	—	1.04	5 910	3.897 51	[112, 113]*
Kepler-922 b	0.938 47	3.15	1.42	—	0.95	5 671	4.279 72	[112, 113]*
Kepler-1523 b	0.938 75	3.75	1.58	—	0.97	5 710	4.175 21	[112, 113]*
WASP-18 b	0.941 45	3 314.82	13.06	86.00	1.24	6 400	3.592 12	[130, 131] ^p , [132]*
LP 791-18 b	0.948 01	0.00	1.12	87.30	0.14	2 960	2.945 80	[133]
HD 3167 b	0.959 64	5.02	1.70	83.40	0.88	5 367	4.731 34	[134, 135]*
EPIC 213715787 b	0.961 92	0.00	1.38	—	0.58	3 672	6.194 77	[136]
Kepler-1322 b	0.962 87	3.82	1.61	—	0.90	5 490	4.569 91	[112, 113]*
Kepler-1264 b	0.968 53	1.65	1.18	—	0.99	5 790	4.204 53	[112, 113]*
Kepler-1427 b	0.968 97	1.30	1.10	—	1.01	5 790	4.109 56	[112, 113]*
KELT-16 b	0.969 00	874.00	15.86	—	1.21	6 236	3.243 99	[137]
Kepler-1559 b	0.971 92	0.29	0.72	—	0.86	5 316	4.806 45	[112, 113]*
Kepler-775 b	0.974 87	1.70	1.19	—	0.92	5 468	4.807 64	[112, 113]*
Kepler-1258 b	0.984 94	0.55	0.86	—	0.99	5 839	4.210 03	[112, 113]*
Kepler-80 f	0.986 79	1.94	1.23	—	0.72	4 613	5.864 86	[112, 113]*
Kepler-1589 b	0.991 67	1.24	1.09	—	1.18	6 170	3.551 91	[112, 113]*

注: “p” 表示 USP 行星轨道周期数据来源; * 表示宿主恒星相关物理参数来源。

4.3 行星大气

热木星是系外行星中同时具有短周期、较大质量和大气包层的一类特殊行星，热木星中一类具有超短周期的行星被称为超热木星 (ultra-hot Jupiter)，这类行星由于大气膨胀等大气活动比较活跃，比较适合作为凌星事件中透射谱观测和研究的对象。尽管目前的观测结果表明，大部分 USP 行星可能由于主星辐射导致光致蒸发，而失去了气体包层，对于体积较大且仍然存在大气的 USP 行星或许也可采用透射谱观测研究其大气特性。

行星大气透射谱观测的主要原理为：在凌星过程中，恒星的光会穿过行星表层大气，由于行星大气化学组成不同，光会在不同波段处被吸收，在光谱中表现为不同的吸收线。行星大气的光谱通常由两部分组成：原子和分子中离散的能量跃迁、分子或气溶胶粒子引起的连续吸收或散射。同时，行星大气中的气流会造成谱线的多普勒频移^[62]。因此，大气谱线不仅可以用来推测其化学元素组成，还可以用于研究行星大气动力学。

目前，行星大气透射谱观测主要依靠地基光学与近红外摄谱仪。热木星深层大气透射谱的吸收谱线深度约为主星流量的 1/1 000，除了通过消除平均光子噪声来提高灵敏度外，还可以使用互相关方法对虚假光谱特征进行筛选^[62]。这是由于吸收线的分布对每个元素都是唯一的，并且遵循行星的视向速度测量结果。2018 年，Kitzmann 等人^[63]提出超热木星 KELT-9b 的透射谱中存在 Fe 吸收线。KELT-9b 轨道周期仅为 1.48 d，十分接近 USP 行星的轨道周期。为了验证 Kitzmann 等人的结果，Hoeijmakers 等人^[64]基于 HARPS-N 摄谱仪的凌星观测结果，假设 KELT-9b 朝向恒星一侧的表面大气处于化学等温平衡，利用互相关的分析方法发现 KELT-9b 大气中存在中性 Fe I 吸收线。此外，他们还探测到 Na I, Cr II, Sc II, Y II 的吸收线。

4.4 长周期伴星

前几章介绍了热木星与 USP 行星在行星大气和出现率等方面的相似性，但是关于行星系统中是否存在更长周期的伴星，热木星与 USP 行星存在较大的差异性。根据 Steffen 等人^[65]的统计分析结果，在热木星公转周期 2~3 倍的轨道范围内很少存在其他行星。与之相反，USP 行星系统内大多存在更长轨道周期的其他行星^[66]。Winn 等人^[49]给出了已知的包含多颗行星的 USP 行星系统，包括前文提到的 K2-141, Kepler-10, WASP-47 和 KOI-1843 等系统。Winn 等人^[49]发现两个较为突出的系统：WASP-47 和 Kepler-487 系统。WASP-47 系统中存在一颗热木星，而 Kepler-487 系统中还存在一颗周期为 14.5 d 的温木星 (warm-Jupiter) 和其他两颗凌星行星。

USP 行星与相邻长周期行星之间的轨道周期比几乎都大于 3，这与 Steffen 和 Farr^[67]得到的结果一致^[49]。然而对于一般的系外行星，相邻轨道的行星周期比分布在 1.5~4 范围内^[68]。USP 行星与相邻轨道行星的轨道周期比值较大，可能由于 USP 行星在轨道演化过程中受到宿主恒星的潮汐耗散作用使得其向内迁移。此外，具有较大轨道周期比的 USP 行星系统中，行星之间的相对轨道倾角也较大。在 Kepler 多行星系统中，若最内部行星满足 $a/R_* < 5$ ，相对轨道倾角范围可达 $10^\circ \sim 15^\circ$ ^[69]。在更高的轨道范围，行星间的相对轨道倾角为 $2^\circ \sim 5^\circ$ ^[68]，USP 行星系统中较大的相对轨道倾角可能说明 USP 行星在形成和演化过程中经历了轨道倾角激发的过程。

5 USP行星形成及演化理论

目前, 关于 USP 行星如何到达极短的轨道周期的问题还没有统一的解释。但是根据已有的系外行星形成和演化理论以及观测到的 USP 行星系统特性, 人们对 USP 行星的形成和演化过程提出一些假设。本章主要介绍 USP 行星形成理论中的热木星起源模型和亚海王星起源模型, 以及 USP 行星两种轨道演化机制。

5.1 形成理论

5.1.1 热木星洛希瓣超流

Valsecchi 等人^[70]提出行星洛希瓣超流 (Roche lobe overflow, RLO) 造成的质量损失可能会影响 USP 行星的形成和演化过程。洛希瓣超流过程是指行星为了保持其半径在洛希瓣 (Roche lobe) 半径范围内而产生的与主星进行物质交换的过程。通常使用 Eggleton^[71]提出的简化模型计算物质交换率。对于 USP 行星形成过程, 只考虑物质向主星进行传输的情形, 且质量小于 $5M_{\oplus}$ 的行星不适用该形成理论。

在洛希瓣超流演化模型中, 还考虑了恒星潮汐效应、恒星辐射、光致蒸发、恒星风以及磁阻尼效应 (magnetic braking)。主星的潮汐耗散作用使热木星轨道衰减, 并启动洛希瓣超流过程。热木星经历质量损失, 轨道周期只有几天, 仅剩下固态岩石内核以及少量包层物质。此后, 包层也将经历光致蒸发过程而逐渐消失, 该过程可以将热木星转化为海王星或超级地球质量的行星。

在此过程中, Valsecchi 等人^[70]利用双星物质交换算法 (the modules for experiments in stellar astrophysics, MESA)^[72-74]对洛希瓣超流产生的物质损失进行数值模拟。行星最终达到的轨道周期与洛希瓣超流后剩余的固态内核质量有关, 他们发现要形成轨道周期仅 1 d 的 USP 行星, 其剩余的固态内核质量须大于 $15M_{\oplus}$ 。然而这个条件远大于 Sanchis-Ojeda 等人^[3]观测到的 USP 行星质量, 因此, 洛希瓣超流可能无法很好地解释 USP 行星的形成过程。从宿主恒星同源性的角度, 本文 3.1 节中的统计结果显示 USP 行星主星金属丰度的分布与热木星主星存在较大差异, 这也对 USP 行星起源于热木星的假说提出了挑战。

5.1.2 亚海王星的光致蒸发

在第 2 章中已介绍了 Sanchis-Ojeda 等人的发现, 即 USP 行星总出现率为每颗恒星周围有 $(5.5 \pm 0.5) \times 10^{-3}$ 个 USP 行星, 在行星半径约为 $2R_{\oplus}$ 处, USP 行星出现率急剧下降, 而在 $(2 \sim 4)R_{\oplus}$ 半径范围内基本上没有 USP 行星。Lundkvist 等人^[75]也证实, 当行星半径满足 $(2 \sim 4)R_{\oplus}$, 且轨道范围内接受的恒星辐射是地球辐射 650 倍时, 几乎没有行星稳定存在。这种现象被称为“亚海王星沙漠”, 也可以解释为: USP 行星的当前轨道位置不存在亚海王星大小的行星。

为了解释 USP 行星中的“亚海王星沙漠”现象, Eric^[76]利用太阳 H/He 气体包层的光致蒸发模型, 假设“亚海王星沙漠”现象的产生是由于亚海王星气态包层被光致蒸发作用完全剥离, 从而可以推测, 体积较小的 USP 行星是通过含 H/He 气体包层的亚海王星经过光致蒸发作用而形成。

支持 USP 行星光致蒸发驱动演化模型的另一证据是 2017 年发布的 CKS (the California-Kepler Survey) 系外行星样本中行星半径呈双峰分布, 行星数目峰值位于 $1.3R_{\oplus}$ 和 $2.6R_{\oplus}$ 。在 $1.3R_{\oplus} \sim 2.6R_{\oplus}$ 中存在行星分布的低谷^[77], 且该低谷对应的质量-半径分布区域与 Owen 和 Wu^[78] 预测的光致蒸发驱动演化产生的行星分布达成一致, 故将该低谷对应的质量-半径分布区域命名为行星大气蒸发谷^[79]。

行星大气光致蒸发模型主要有两种: EUV 模型和 X 射线模型^[80]。EUV 模型中的物理过程为: 十分靠近主星的行星在极端紫外线中受到大量电离辐射的轰击, 光电效应会使行星外层大气中的 H 部分电离, 并将气体加热到约 10^4 K, 产生的帕克风 (Parker wind)^[81, 82] 可以将物质从行星表面剥离出去, 从而导致行星包层物质消失, 行星半径变小。X 射线蒸发模型的基础是在行星演化早期, 行星大气重要的加热源来自年轻恒星的 X 射线辐射。在能量守恒的前提下, 恒星辐射的热能将转化为行星表面大气的动能^[83], 造成行星物质的流失, 且该质量损失速率随着入射辐射流量增加而增大。Jin 等人^[83] 利用数值模拟和统计分析比较了不同光致蒸发模型下行星的包层质量损失情况, 对于轨道半长径在 0.06~1 AU 范围内的低质量行星, 其演化过程中的光致蒸发作用, 会使膨胀的包层物质被迅速移除。这些低质量行星存在对应的半径阈值, 当行星初始半径大于该阈值时, 光致蒸发作用将使包层物质持续流失, 直至行星质量-半径分布在阈值以下。

行星的大气成分不同, 其面临的光致蒸发的程度也不同, 高金属性或纯水组成的包层可抵抗一定程度的光致蒸发^[76], 同时, 包层的物质组成也可以反映行星形成位置。一般认为, H/He 为主的包层形成于当前轨道附近的位置, 而含水或冰的包层形成于雪线之外。Jin 和 Mordasini^[84] 发现, 对于岩石构成的行星和包含 75% 冰的行星, 其大气蒸发谷对应不同的质量和半径分布范围。与观测结果对比, 邻近宿主恒星的小质量行星具有与地球类似的岩石结构组成。因此, 将光致蒸发模型与 USP 行星半径、质量、轨道分布情况相结合可以很好地完善行星形成理论。

5.2 轨道演化

5.2.1 低偏心率行星系统迁移模型

Pu 和 Lai^[85] 利用数值模拟和概率统计的方法得到了一种可以形成 USP 行星的低偏心率轨道迁移模型。该模型更适用于具有 3 颗及以上行星的系统, 且要求多颗行星初始平均偏心率在 0.1 附近, 最内部轨道行星质量较小, 以及行星系统角动量亏缺 (angular momentum deficit, AMD) 较大。在该模型中, 最内部轨道的行星初始周期为几天, 随着轨道迁移, 外部轨道行星通过拱点进动和长期共振激发内部轨道行星偏心率和轨道倾角。同时, 在潮汐作用下, 行星经历轨道衰变成为周期小于 1 d 的 USP 行星。当内部行星到达足够小的周期时, 宿主恒星的潮汐耗散进一步加强了轨道的衰变。

最终得到的 USP 行星周期取决于行星潮汐耗散因子 Q_1 和恒星潮汐耗散因子 Q_* 。这种低偏心率轨道迁移机制可以自然地产生开普勒多行星系统中的 USP 行星, 通过这种机制形成的 USP 行星, 其总体属性与观测结果相符。

除了关注轨道周期的衰减, Pu 等人^[85]还对小偏心率轨道迁移过程中的行星系统相对轨道倾角变化进行数值模拟和分析, USP 行星与其伴星的相对轨道倾角决定了它们均可以通过凌星现象被观测到的可能性。定义复变量 $I_j = \theta_j \exp(h\Omega_j)$, 其中 θ_j 是第 j 颗行星相对初始轨道的倾斜角, 第 h, j 两颗行星的相对轨道倾角 $\theta_{hj} = |I_j(t) - I_h(t)|$ 。复变量 I 随时间的变化需要同时考虑行星间的长期共振作用, 以及恒星自转驱动的轨道进动。在实际系统中, 恒星自转速率会随时间变慢, 若行星轨道衰变时标过长, 当到达 USP 行星最终半长轴时, 恒星的自转已十分缓慢, 此时, 恒星自转对于轨道倾角演化的驱动作用可以忽略。

5.2.2 伴有潮汐耗散的原位起源模型

上节介绍了 USP 行星形成的长时标轨道迁移模型, 本节将介绍 USP 行星形成理论的一个重要假说: 原位起源 (in-situ) 模型。Lee 和 Chiang^[40]提出两种 USP 行星形成模型: 原行星盘内迁移与潮汐耗散叠加模型、原行星盘内边缘附近的行星原位起源与潮汐耗散叠加模型。他们利用蒙特卡罗 (MC) 模型, 尝试通过模拟得到与观测结果一致的亚海王星周期分布, 以此探索亚海王星与 USP 行星形成理论的限制条件。

构建 MC 模拟的具体步骤为: 在星团中利用恒星自转周期提取 2 000 个原行星盘的截断周期, 并在原行星盘中设置轨道迁移模型和原位起源模型的行星初始参数, 最后在各个模型中添加潮汐耗散效应。图 4 所示的亚海王星出现率在周期为 10 d 处的断层以及周期为 1 d 附近的下降均可解释为: 这些行星在围绕主星公转时, 原行星盘被主星磁层截断, 阻止了行星进一步向内迁移。原行星盘截断处的轨道周期即为恒星的截断周期。模拟结果显示, 加入潮汐衰减效应的原行星盘迁移模型可以得到与观测结果更相似的 USP 行星出现率; 利用原位起源模型对周期为 1~10 d 的亚海王星出现率进行计算, 其估值更符合观测结果。因此, 对于 USP 行星形成理论探讨, 盘内迁移模型优于原位起源模型。

6 总结与展望

本文主要介绍了一类特殊的系外行星——USP 行星, 论述了 USP 行星在搜寻方法、统计特征和重要科学问题三个方面的研究进展。凌星法和视向速度法是搜寻 USP 行星的有效手段, 本文还介绍了利用凌星观测进行 USP 行星搜寻和确认的流程。由于 USP 行星具有极短的轨道周期, 凌星现象被观测到的次数大大增加。为了筛选出较精确的周期性凌星信号, 我们介绍了两种光变曲线分析算法: BLS 算法和 FT 算法, 并对复杂的光变曲线分析过程进行了比较。此外, 介绍了视向速度观测和脉冲星计时法在 USP 行星探测中的应用, 以及利用引力波探测 USP 行星的方法。引力波探测法在系外行星探测领域并不常见, 但或许未来可为 USP 行星的研究提供新的窗口。

在统计分析方面, 本文介绍了行星出现率、轨道周期、行星半径、主星光谱类型等 USP 行星群体分布特征。大部分 USP 行星满足 $R \lesssim 2R_{\oplus}$, 但是最新的 USP 行星样本数据表明其行星半径最大可达 $10 R_{\oplus}$ 。同时, 大部分 USP 行星围绕 G 型和 K 型恒星运动, 且宿主恒星的有效温度在 7 000 K 以下, USP 行星出现率和主星有效温度与金属丰度的分布关系

说明其存在或许与宿主恒星类型密切相关。

本文还围绕具体的 USP 行星系统进行讨论, 聚焦其结构组成、行星大气以及行星系统的轨道构型。大部分 USP 行星与地球的组成 (70% 的岩石和 30% 的 Fe) 接近, 但也存在密度极高和极低的情况。由于 USP 行星的大气观测较少, 其是否存在大气尚不能完全确定, 本文只介绍了周期十分接近 USP 行星的一类热木星的大气透射谱观测。行星大气透射谱和发射谱观测主要用于研究行星大气化学元素组成和动力学特性。本章另一个重要结论是: 大部分 USP 行星与相邻轨道行星的轨道周期比值大于 3, 且相对轨道倾角也比一般的 Kepler 系外行星大。USP 行星在起源和演化过程中可能经历了偏心率与轨道倾角激发等特殊的轨道演化机制。

USP 行星的起源和演化理论是本文的又一核心内容, 对 USP 行星缺乏气体包层的现象主要有两种解释: 热木星洛希瓣超流和亚海王星的光致蒸发。前者更适用于质量大于 $5 M_{\oplus}$ 的行星, 后者是被更多人接受的理论, 亚海王星的光致蒸发模型中具有代表性的是 EUV 效应, 两种假说中 USP 行星包层物质流失方式有所不同。USP 行星轨道演化机制同样存在两种模型, 其中伴有潮汐轨道衰减的低偏心率多行星系统迁移模型更为人们所接受, 原位起源模型则更适用于周期为 1~10 d 的亚海王星。

与其他系外行星相比, USP 行星具有特殊的观测优势。USP 行星轨道周期极短, 更容易观测到凌星观测信号, 结合高精度的视向速度测量, 可进一步计算行星的质量和半径等参数。宿主恒星亮度较高的 USP 行星, 可以产生更强的视向速度测量信号, 促进视向速度方法在测量行星质量上的应用。同时, USP 行星会受到恒星强辐射而发光, 且具有较高的表面温度, 这些都有利于开展 USP 行星大气和表面反照率观测^[16]。

USP 行星研究的主要科学问题包括但不限于行星结构组成、轨道构型、行星大气和形成演化。USP 行星中存在一些极端案例, 如目前轨道周期最短的行星 KOI-1843.03, 其轨道周期仅为 4.2 h。USP 行星通过何种演化机制到达该类型的轨道可能有多种解释, USP 行星的演化理论将会进一步丰富现有的行星形成和演化理论。TESS 卫星的优势即在于其可以在比 Kepler 大若干数量级的恒星样本中寻找系外行星, 这也许可以让我们找到更多正在进行快速轨道演化的 USP 行星。关于 USP 行星如何维持在极短周期轨道上的稳定性, 需要考虑洛希极限。与其他系外行星相比, USP 行星的轨道半长径更接近其恒星洛希极限。USP 行星轨道为何没有进一步演化进入洛希极限以内从而成为不稳定的行星系统, 这也是 USP 行星研究的一个重要问题。现有的 USP 行星形成和演化理论中更多关注超级地球 (super-Earth) 质量的 USP 行星^[85]的形成, 但是最新统计数据表明 USP 行星中也存在木星质量甚至更大质量的行星, 探索不同质量的 USP 行星形成和演化机制也是 USP 行星形成理论研究的重要组成部分。

参考文献:

- [1] Mayor M, Queloz D. *Nature*, 1995, 378: 355
- [2] Dawson R, Johnson J. *ARA&A*, 2018, 56: 175
- [3] Sanchis-Ojeda R, Rappaport S, Winn J N, et al. *ApJ*, 2014, 787: 47
- [4] Borucki W J, Koch D, Basri G, et al. *Science*, 2010, 327: 977
- [5] Ofir A, Dreizler S. *A&A*, 2013, 555: A58
- [6] Sanchis-Ojeda R, Rappaport S, Winn J N, et al. *ApJ*, 2013, 774: 54
- [7] Howard A W, Sanchis-Ojeda R, Marcy G W, et al. *Nature*, 2013, 503: 381
- [8] Dawson R I, Fabrycky D C. *ApJ*, 2010, 722: 937
- [9] Léger A, Rouan D, Schneider J, et al. *A&A*, 2009, 506: 287
- [10] Batalha N M, Borucki W J, Bryson S T, et al. *ApJ*, 2011, 729: 1
- [11] Winn J N, Matthews J M, Dawson R I, et al. *ApJ*, 2011, 737: L18
- [12] <http://exoplanet.eu/>, 2019
- [13] Malavolta L, Mayo A W, Loudon T, et al. *AJ*, 2018, 155: 107
- [14] Oberst T E, Rodriguez J E, Colón K D, et al. *AJ*, 2017, 153: 3
- [15] Adams E R, Jackson B, Endl M. *AJ*, 2016, 152: 2
- [16] Vanderpek R, Huang C X, Vanderburg A, et al. *ApJL*, 2019, 871: L24
- [17] Gaudi B S, Winn J N. *ApJ*, 2007, 655: 1103
- [18] Sanchis-Ojeda R, Winn J N, Dai F, et al. *ApJ*, 2015, 812: L11
- [19] Basri G, Borucki W J, Koch D. *New Astronomy Reviews*, 2005, 49: 478
- [20] Howell S B, Sobeck C, Haas M, et al. *PASP*, 2014, 126: 398
- [21] Ricker G R. *BAAS*, 2015, 47: 6
- [22] Adams E R, Jackson B, Endl M. *CSSS*, 2018, 247: 38
- [23] Barge P, Baglin A, Auvergne M, et al. *A&A*, 2008, 482: L17
- [24] Haywood R D, Cameron A C, Queloz D, et al. *MNRAS*, 2014, 443: 2517
- [25] Batalha N M, Borucki W J, Bryson S T, et al. *ApJ*, 2011, 729: 27
- [26] Stumpe M C, Smith J C, Van Cleve J E, et al. *PASP*, 2012, 124: 985
- [27] Kovács G, Zucker S, Mazeh T. *A&A*, 2002, 391: 369
- [28] Sanchis-Ojeda R, Winn J N, Marcy G W, et al. *ApJ*, 2013, 334: 180
- [29] Huang X, Bakos G, Hartman J D. *MNRAS*, 2013, 429: 2001
- [30] Petigura E A, Marcy G W, Howard A W. *ApJ*, 2013, 770: 69
- [31] Southworth J, Evans D F. *MNRAS*, 2016, 463: 37
- [32] Vanderburg A, Johnson J A, Rappaport S, et al. *Nature*, 2015, 526: 546
- [33] Pepe F, Cameron A C, Latham D W, et al. *Nature*, 2013, 503: 377
- [34] Grunblatt S K, Howard A W, Haywood R D, et al. *ApJ*, 2015, 808: 127
- [35] Cosentino R, Lovis C, Pepe F, et al. *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV*. Ian S M, Suzanne K R, eds. Washington: SPIE, 2012: 8446
- [36] Cunha J V, Silva F E, Lima J A S. *MNRAS*, 2018, 480: L28
- [37] Wolszczan A, Frail D A. *Nature*, 1992, 355: 145
- [38] Perryman M. *The Exoplanet Handbook*. Cambridge: Cambridge University Press, 2011: 75
- [39] Bailes M, Bates S D, Bhalerao V, et al. *Science*, 2011, 333: 1717
- [40] Lee E J, Chiang E. *ApJ*, 2017, 842: 40
- [41] Fressin F, Torres G, Charbonneau D, et al. *ApJ*, 2013, 766: 81
- [42] Dressing C D, Charbonneau D. *ApJ*, 2015, 807: 45
- [43] Valsecchi F, Rasio F A, Steffen J H. *ApJ*, 2014, 793: L3
- [44] Winn J N, Sanchis-Ojeda R, Rogers L, et al. *AJ*, 2017, 154: 60
- [45] Gonzalez G. *MNRAS*, 1997, 285: 403
- [46] Santos N C, Israelian G, Mayor M. *A&A*, 2004, 415: 1153

- [47] Dotter A, Chaboyer B, Jevremovi D, et al. *ApJS*, 2008, 178: 89
- [48] Fortney J J, Marley M S, Barnes J W. *ApJ*, 2007, 659: 1661
- [49] Winn J N, Sanchis-Ojeda R, Rappaport S. *NewAR*, 2018, 83: 37
- [50] Zeng L, Sasselov D D, Jacobsen S B. *ApJ*, 2016, 819: 127
- [51] Rappaport S, Sanchis-Ojeda R, Rogers L A, et al. *ApJ*, 2013, 773: L15
- [52] Dai F, Winn J N, Gandolfi D, et al. *AJ*, 2017, 154: 226
- [53] Weiss L M, Rogers L A, Isaacson H T, et al. *ApJ*, 2016, 819: 83
- [54] Bruntt H, Deleuil M, Fridlund M, et al. *A&A*, 2010, 519: A51
- [55] Guenther E W, Barragán O, Dai F, et al. *A&A*, 2017, 608: A93
- [56] Gandolfi D, Barragán O, Hatzes A P, et al. *AJ*, 2017, 154: 123
- [57] Becker J C, Vanderburg A, Adams F C, et al. *ApJ*, 2015, 812: L18
- [58] Vanderburg A, Becker J C, Buchhave L A, et al. *AJ*, 2017, 154: 237
- [59] Valenti J A, Fischer D A. *ApJS*, 2005, 159: 141
- [60] von Braun K, Boyajian T S, ten Brummelaar T A, et al. *ApJ*, 2011, 740: 49
- [61] Demory B O, Gillon M, Madhusudhan N, et al. *MNRAS*, 2016, 455: 2018
- [62] Snellen I A G, de Kok R J, de Mooij E J W, et al. *Nature*, 2010, 465: 1049
- [63] Kitzmann D, Heng K, Rimmer P B, et al. *ApJ*, 2018, 863: 183
- [64] Hoeijmakers H J, Ehrenreich D, Kitzmann D, et al. *A&A*, 2019, 627: A165
- [65] Steffen J H, Ragozzine D, Fabrycky D C, et al. *PNAS*, 2012, 109: 7982
- [66] Adams E R, Jackson B, Endl M. *AJ*, 2017, 153: 82
- [67] Steffen J H, Farr W M. *ApJ*, 2013, 774: L12
- [68] Fabrycky D C, Lissauer J J, Ragozzine D, et al. *ApJ*, 2014, 790: 146
- [69] Rodriguez J E, Becker J C, Eastman J D, et al. *AJ*, 2018, 156: 245
- [70] Valsecchi F, Rappaport S, Rasio F A, et al. *ApJ*, 2015, 813: 101
- [71] Eggleton P P. *ApJ*, 1983, 268: 368
- [72] Paxton B, Bildsten L, Dotter A, et al. *ApJS*, 2011, 192: 3
- [73] Paxton B, Cantiello M, Arras P, et al. *ApJS*, 2013, 208: 4
- [74] Paxton B, Marchant P, Schwab J, et al. *ApJS*, 2015, 220: 15
- [75] Lundkvist M S, Kjeldsen H, Albrecht S, *Nat Commun*, 2016, 7: 11201
- [76] Lopez E D. *MNRAS*, 2017, 472: 245
- [77] Fulton B J, Petigura E A, Howard A W, et al. *AJ*, 2017, 154: 109
- [78] Owen J E, Wu Y. *ApJ*, 2013, 775: 105
- [79] Owen J E, Wu Y. *ApJ*, 2017, 847: 29
- [80] Owen J E, Jackson A P. *MNRAS*, 2012, 425: 2931
- [81] Parker E N. *ApJ*, 1958, 128: 664
- [82] Yelle R V, *Icarus*, 2004, 170: 167
- [83] Jin S, Mordasini C, Parmentier V, et al. *ApJ*, 2014, 795: 65
- [84] Jin S, Mordasini C. *ApJ*, 2018, 853: 163
- [85] Pu B N, Lai D. *MNRAS*, 2019, 488: 3568
- [86] Falanga M, Bonnet-Bidaud J M, Poutanen J, et al. *A&A*, 2005, 436: 647
- [87] Markwardt C B, Swank J H, Strohmayer T E, et al. *ApJ*, 2002, 575: L21
- [88] Kupfer T, Steeghs D, Groot P J, et al. *MNRAS*, 2016, 457: 1828
- [89] Hernández S J V, Knigge C, Littlefair S P, et al. *Nature*, 2016, 533: 366
- [90] Spiewak R, Kaplan D L, Archibald A, et al. *ApJ*, 2016, 822: 37
- [91] Ray A, Loeb A. *ApJ*, 2017, 836: 135
- [92] Ransom S M, Greenhill L J, Herrnstein J R, et al. *ApJ*, 2001, 546: L25
- [93] Maxted P F L, Napiwotzki R, Dobbie P D, et al. *Nature*, 2006, 442: 543
- [94] Casewell S L, Lawrie K A, Maxted P F L, et al. *MNRAS*, 2015, 447: 3218
- [95] Casewell S L, Littlefair S P, Parsons S G, et al. *MNRAS*, 2018, 481: 5216

- [96] Manser C J, Gansicke B T, Eggl S, et al. *Science*, 2019, 364: 66
- [97] Bhattacharyya B, Roy J, Ray P S, et al. *ApJ*, 2013, 773: L12
- [98] Tang S, Kaplan D L, Phinney E S, et al. *ApJ letter*, 2014, 791: L5
- [99] Keith M J, Johnston S, Ray P S, et al. *MNRAS*, 2011, 414: 1292
- [100] Casewell S L, Burleigh M R, Wynn G A, et al. *ApJ*, 2012, 759: L34
- [101] Smith A M S, Cabrera J, Csizmadia S, et al. *MNRAS*, 2018, 474: 5523
- [102] Croll B, Dalba P A, Vanderburg A, et al. *ApJ*, 2017, 836: 82
- [103] Charpinet S, Fontaine G, Brassard P, et al. *Nature*, 2011, 480: 496
- [104] Ng C, Bailes M, Bates S D, et al. *MNRAS*, 2014, 439: 1865
- [105] Arumugasamy P, Pavlov G G, Garmire G P. *ApJ*, 2015, 814: 90
- [106] Malavolta L M, Andrew W, Louden T, et al. *ApJ*, 2018, 155: 107
- [107] Sanchis-Ojeda R, Rappaport S, Pallè E, et al. *ApJ*, 2015, 812: 112
- [108] van Eyken J C, Ciardi D R, von Braun K, et al. *ApJ*, 2012, 755: 42
- [109] Muirhead P S, Johnson J A, Apps K, et al. *ApJ*, 2012, 747: 144
- [110] Borsa F, Rainer M, Bonomo A S, et al. *A&A*, 2019, 631: A34
- [111] Scott G B, Stassun K G, Collins K A, et al. *Nature*, 2017, 546: 514
- [112] Butler R P, Wright J T, Marcy G W, et al. *ApJ*, 2006, 646: 505
- [113] Morton T D, Bryson S T, Coughlin J L, et al. *ApJ*, 2016, 822: 86
- [114] Santerne A, Bruggen B, Armstrong D J, et al. *Nature*, 2018, 2: 393
- [115] Marcy G W, Isaacson H, Howard A W, et al. *ApJS*, 2014, 210: 20
- [116] Holzer T, Mazeh T, Nachmani G, et al. *ApJS*, 2016, 225: 9
- [117] Jackman J A G, Wheatley P J, Bayliss D, et al. *MNRAS*, 2019, 489: 5146
- [118] Crida A, Ligi R, Dorn C, et al. *RNAAS*, 2018, 2: 172
- [119] Hellier C, Anderson D R, Collier-Cameron A, et al. *ApJ*, 2011, 730: L31
- [120] Weiss L M, Deck K M, Sinukoff E, et al. *AJ*, 2017, 153: 265
- [121] Silvotti R, Charpinet S, Green E, et al. *A&A*, 2014, 570: A130
- [122] Gillon M, Triaud A H M J, Fortney J J. *A&A*, 2012, 542: A4
- [123] Dumusque X, Bonomo A S, Haywood R D, et al. *ApJ*, 2014, 789: 154
- [124] Penev K, Hartman J D, Bakos G, *AJ*, 2016, 152: 127
- [125] Claire M, Magali D, Tristan G, et al. *Icarus*, 2013, 226: 1625
- [126] Léger A, Rouan D, Schneider J, et al. *A&A*, 2009, 506: 287
- [127] Vines J I, Jenkins J S, Acton J S, et al. *MNRAS*, 2019, 489: 4125
- [128] Rappaport S, Barclay T, DeVore J, et al. *ApJ*, 2014, 784: 40
- [129] Gillon M, Anderson D R, Collier-Cameron A, et al. *A&A*, 2014, 562: L3
- [130] Southworth J, Hinse T C, Dominik M, et al. *ApJ*, 2009, 707: 167
- [131] Nymeyer S, Harrington J, Hardy R A, et al. *ApJ*, 2011, 742: 35
- [132] Triaud A H M J, Collier C A, Queloz D, et al. *A&A*, 2010, 524: A25
- [133] Crossfield I J M, Waalkes W, Newton E R, et al. *ApJ*, 2019, 883: L16
- [134] Christiansen J L, Vanderburg A, Burt J, et al. *ApJ*, 2017, 154: 122
- [135] Vanderburg A, Bieryla A, Duvè D A, et al. *ApJ*, 2016, 829: L9
- [136] Hirano T, Dai F, Gandolfi D, et al. *AJ*, 2018, 155: 127
- [137] Oberst T E, Rodriguez J E, Colón K D, et al. *AJ*, 2017, 153: 97

The Recent Research Progress of Ultra-Short Periods Exoplanets

HUANG Xiu-min^{1,2}, JI Jiang-hui^{1,2,3}

(1. Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210008, China; 2. School of Astronomy and Space Science, University of Science and Technology of China, Hefei 230026, China; 3. CAS Key Laboratory of Planetary Sciences, Nanjing 210033, China)

Abstract: Ultra-short-period planets (USPs) with orbital periods of less than 1 day are emerging scientific goals in the field of exoplanets. Search and identification of USPs require light-curve analysis algorithms such as the Box Least Squares(BLS) and the Fourier transform (FT) to screen and confirm accurate periodic signals. By using statistical method, distribution of USPs' orbital period, planetary radius and spectral type of host stars are available. Majority of USPs move around “main sequence stars” in extremely close-in orbits. Among USPs, there are Jupiter-size giants as well as smaller terrestrial planets, even though most researches focus on USPs with $R < 2 R_{\oplus}$.

However, precise mass measurements for most USPs through radial velocity are difficult due to their low (expected) masses. Observations showed that, some USPs have masses of less than $10 M_{\oplus}$, which indicates that they are more likely to be rocky planets. Besides, whether USPs have atmosphere remains uncertain since they have a great possibility to be bare under the photo-evaporation of sub-Neptunes or roche flow of hot Jupiters in close-in orbits. In addition, USPs are thought to originate from hot Jupiters or sub-Neptunes, while differences in metallicity distribution of host stars between USPs and hot Jupiters make the sub-Neptunes hypothesis more likely. The formation and orbital evolution mechanisms of USPs include in-situ origin model, low eccentricity orbital migration and tidal dissipation, when taking the classical planetary formation and evolution theories into account.

Key words: exoplanets; USP planets; statistical analysis; planetary formation and evolution