

文章编号: 1000-8349(2011)02-148-20



# 原行星盘的研究进展

刘 尧<sup>1,2</sup> 王红池<sup>1</sup>

(1. 中国科学院 紫金山天文台, 南京 210008; 2. 中国科学院 研究生院, 北京 100049)

**摘要:** 原行星盘是环绕在年轻星天体 (如 T Tauri 型星, H Ae/Be 星) 周围的气体尘埃盘, 是具有初始角动量的分子云核在塌缩形成恒星过程中的自然结果, 是行星系统的起源地。原行星盘研究不仅是恒星形成理论的重要组成部分, 而且是行星形成理论的基础。首先介绍了盘的形成与演化规律; 然后介绍了年轻星天体的能谱分布, 盘的模型和参数 (质量吸积率、质量、尺度、温度、寿命); 随后讨论了尘埃颗粒在盘中生长的观测证据以及行星在盘中形成的大致过程; 最后对原行星盘研究的现状和未来做了总结与展望。

**关键词:** 原行星盘; 年轻星天体; 能谱分布

**中图分类号:** P152

**文献标识码:** A

## 1 引 言

恒星是在以分子气体为主的星际分子云中诞生的, 分子云由于自身的引力作用, 在一定条件下开始自身的引力塌缩并形成年轻星天体, 这些年轻星天体经过快速复杂的演化最终形成恒星。根据质量大小将恒星分为: 小质量恒星 ( $M < 3 M_{\odot}$ ), 中等质量恒星 ( $3 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$ ) 和大质量恒星 ( $M > 8 M_{\odot}$ )。不同质量的恒星可能由不同的方式形成。目前对小质量恒星形成过程的理解已经比较深入, 孤立的小质量恒星形成的图像已经建立。Shu 等人<sup>[1]</sup> 把小质量恒星的形成过程分为 4 个阶段:

(1) 分子云核阶段。在分子云团块中, 当磁场 (或湍动) 的支撑作用由于双极扩散而减小时首先形成缓慢转动的弱磁化分子云核。

(2) 自相似收缩及原恒星和盘形成阶段。在由里向外 (inside-out) 塌缩的云核里面形成一个被盘包围的原恒星。

---

收稿日期: 2010-11-03; 修回日期: 2010-12-20

资助项目: 国家自然科学基金 (10733030, 10621303)

(3) 磁离心驱动的星风和分子外向流阶段。部分星周物质从原恒星-盘系统的转轴方向喷发出来, 产生光学喷流和双极外向流, 年轻星在盘面方向则继续吸积物质。

(4) 拱星盘围绕的主序前星演化阶段。物质下落全部终止, 具有一个拱星盘的新生星显露出来。

与小质量恒星的形成不同, 在大质量恒星形成过程中由于较强的紫外辐射对其诞生环境的明显破坏作用, 又由于大质量恒星趋于成团形成模式, 因此大质量恒星形成的研究变得很复杂。目前对于大质量恒星的诞生和最早演化阶段的了解, 无论在观测上还是在理论上都不完善, 大质量恒星的形成方式还没有统一的说法。由于大质量恒星演化很快, 致使它几乎没有一个明确的主序前星阶段, 而直接进入主星序, 这又使大质量恒星的形成过程没有像小质量恒星那么长且利于观测的阶段。已经提出的大质量恒星形成的方式主要有两种<sup>[2]</sup>: 吸积模式和并合模式。吸积模式认为大质量恒星和小质量恒星类似, 是通过分子云的塌缩以及星周盘的吸积形成的。引入并合模式的一个重要原因是在大质量恒星的形成过程中, 辐射压会阻碍物质的进一步吸积。并合模式的提出主要基于大质量恒星总是与其他小质量恒星成团出现的观测事实。在最初阶段, 分子云核的塌缩会形成一团小质量年轻星天体, 这些年轻星天体经过一段时间的动力学演化, 越来越相互接近, 最后发生碰撞并合在一起, 形成大质量恒星。吸积模式预言了双极质量外流和吸积盘的存在。从另一方面看, 并合模式指出: 由于年轻星碰撞并合等产生剧烈的动力学过程, 星周盘将在这一过程中被瓦解; 虽然并合时可能引发物质的向外喷射, 与外流有些相似, 但一般不会出现高准直的双极型形态。解决争论的唯一途径是观测。Jiang 等人<sup>[3]</sup>利用近红外偏振成像的方法, 对位于猎户座大分子云的 BN 天体进行了观测, 发现了与该天体成协的一个偏振盘 (polarization disk)。BN 天体是天空中最亮的近红外天体, 是一颗大质量年轻星, 在它的周围发现吸积盘为大质量恒星的吸积理论提供了重要的观测证据。最终证认大质量恒星的形成方式还需要更多的观测证据, 尤其要在多方面找到盘存在的证据。

在恒星形成理论中, 对盘的研究尤为重要。探测星周盘的存在可以澄清大质量恒星的形成机制, 研究星周盘能使我们更彻底地揭示小质量恒星的形成过程。从太阳系中几近共面的行星轨道可以推测行星系统很可能诞生于一个扁平的盘中, 因此, 行星形成过程的探讨也离不开盘的研究。

## 2 原行星盘

### 2.1 理论

原行星盘是环绕在年轻星天体 (如 T Tauri 型星, HAe/Be 星) 周围的气体尘埃盘。它近似以开普勒速度转动<sup>[4,5]</sup>, 在恒星形成过程中普遍存在。

由分子云塌缩碎裂形成的致密云核或多或少都带有自转, 云核的进一步塌缩会使云核的旋转速度加快, 逐渐形成一个扁平的圆盘。分子云核中的物质不是直接掉入中心, 而是先下落到盘上, 随后通过吸积到达中心。中心核区质量逐渐增大, 形成一个年轻的原恒星。中心星和盘的辐射被浓密的包层遮挡, 致使我们很难直接探测。系统 (中心星 + 盘 + 包层) 的能谱分布 (SED) 在亚毫米波段达到最大的源, 被归为 0 类源<sup>[6]</sup>。0 类源的光度很大, 其能量

主要源于引力塌缩。随着物质的不断下落,包层变得越来越稀薄,中心星在远红外波段的辐射开始变得透明,温度不断上升,氘逐渐被点燃<sup>[7]</sup>。整个系统出现大量的红外超,但在光学波段几乎不可见,其能量主要集中在远红外和亚毫米波段,是典型的 I 类源,也被称为年轻 T Tauri 型星<sup>[8]</sup>。此时,中心星通过吸积已获得大部分质量,盘和包层的总质量不到中心星质量的 20%<sup>[9]</sup>。经过约 100 万年,包层中的物质已经全部聚集到盘上,包层消失,中心星演化为经典 T Tauri 型星<sup>[10]</sup>(CTTS, II 类源<sup>[8]</sup>)。CTTS 的 SED 很宽,有明显的红外超和紫外超,在光学和红外波段可见, H $\alpha$  谱线很强,其等值线宽大于 1 Å<sup>[11]</sup>。在此阶段,盘的质量只有中心星质量的 1% ~ 3%,质量吸积率为  $10^{-9} \sim 10^{-6} M_{\odot}/a$ <sup>[12]</sup>。物质的吸积使 CTTS 呈现出许多特殊的性质,如强的光学发射线、光度变化等<sup>[13]</sup>。整个 CTTS 阶段持续大约几百万年。随着系统的进一步演化,盘会在多种机制的联合作用下被驱散<sup>[14]</sup>, CTTS 逐渐演化为弱发射线 T Tauri 型星 (WTTS, III 类源<sup>[8]</sup>), 红外超消失, SED 能够用单一的黑体谱拟合。WTTS 最终将点燃氢核反应演化到零龄主序 (ZAMS), 成为一颗标准的主序星。

在演化早期,吸积过程很剧烈,盘是典型的吸积盘 (accretion disk), 处于“主动盘” (active disk) 时期,其能量主要来源于被吸积物质引力能的粘滞耗散。随着中心星演化为 CTTS, 质量吸积率大大降低,盘进入“被动盘” (passive disk) 时期。盘中的尘埃和气体通过吸收中心星的辐射而使盘受热获得能量。“被动盘”的持续时间远大于“主动盘”的持续时间。而且,此时的系统被母云物质掩盖的程度相对于“主动盘”时期也小得多,更利于我们研究。随着中心星演化为 WTTS, 盘进入“过渡盘” (transition disk) 或“冷盘” (cold disk) 时期, (原) 行星 (至少星子) 已经形成,整个盘呈现由内向外的物质驱散。内盘 (inner disk) 的驱散使盘的中心形成一个巨大的空洞 (hole), 盘中也可能由于 (原) 行星的形成而产生裂缝 (gap)<sup>[15]</sup>。外盘 (outer disk) 也会很快地通过光致蒸发等过程被瓦解。残骸盘 (debris disk) 只包含了少量的尘埃颗粒,是盘演化的最后阶段。此时,中心星已经进入主星序,盘中的残余物质来源于已形成的彗星、小行星以及星子之间的碰撞和碾磨。

## 2.2 观测

在深埋源中,浓密的包层一方面遮挡中心星和盘的辐射,另一方面自身也发出与盘几乎同等强度的辐射。包层和盘的辐射相互混合,难以区分,使我们很难在深埋源中直接证认盘的存在。然而,在早期对深埋源的研究中,仍有一些间接的证据表明盘的存在。首先, Myers<sup>[16]</sup> 和 Strom 等人<sup>[17]</sup> 发现一批年轻星在远红外波段的尘埃发射很强,但它们的视消光却较小 (几星等)。如果星周尘埃是球对称地分布在年轻星周围几百个 AU 的范围内,尘埃引起的视消光将远大于 100 mag, 因此尘埃很可能只分布在环绕年轻星的薄盘上。在这种情况下,当盘不是侧向对着观测者时,尘埃对中心星的消光则较小。其次,在用黑体谱拟合原恒星候选者的 SED 时,中红外波段的流量比观测值要低得多,需要额外引入低于中心星温度的物质才能拟合这一波段的 SED<sup>[18]</sup>。第三, Cabrit 和 Andre<sup>[19]</sup> 发现: 1.3 mm 连续谱流量很大的低质量原恒星候选者几乎都有分子外流,且这些外流多半由吸积盘所驱动。

相对于深埋源而言,对 T Tauri 型星 (TTS, 包含 CTTS 和 WTTS) 盘的观测和研究就很多。最初, Mendoza 等人<sup>[20]</sup> 发现 TTS 有大量的红外超,其 SED 能很好地用中心星的黑体谱加上温度范围为 20 ~ 2 000 K 的热辐射谱拟合。他们认为: 红外超是尘埃吸收中心星能量再以长波辐射的结果。Beckwith 等人<sup>[21]</sup> 通过测 TTS 1.3 mm 连续谱的流量,计算出星周

尘埃的总质量约为  $10^{-4} M_{\odot}$ 。如果这些尘埃均匀球对称地分布在 TTS 周围 100 AU 的范围, 那么它们产生的消光会使中心星不可见, 与观测不符, 所以尘埃更可能以盘形的方式分布。尘埃对中心星光的散射可以产生偏振。高偏振度散射光的发现也表明尘埃集中在星周盘里。支持尘埃盘存在的更有利证据是 CTTS 的禁线发射。在大多数 CTTS 的中性氧 630 nm 禁线轮廓中, 蓝移成分占了绝对主导, 红移成分对总流量几乎没有贡献。Appenzeller 等人<sup>[22]</sup>认为红移成分被光学厚的尘埃盘遮挡, 致使我们很难探测。盘存在的直接证据来自于哈勃空间望远镜 (HST) 的观测。猎户星云是典型的恒星形成环境, HST 在其中发现了大量的以暗轮廓 (dark silhouette) 形式出现的原行星盘。图 1 给出的是在猎户星云中亮的电离氢区背景下, 盘的暗轮廓图像<sup>[23]</sup>。在左、中两图中, 视线与盘面方向有倾角, 不仅使盘显得很暗, 而且中心星也不是很亮; 在右图中, 视线与盘面方向几乎垂直 (edge-on), 中心星被尘埃盘完全掩藏, 我们只能看到一条暗带 (dark lane)。

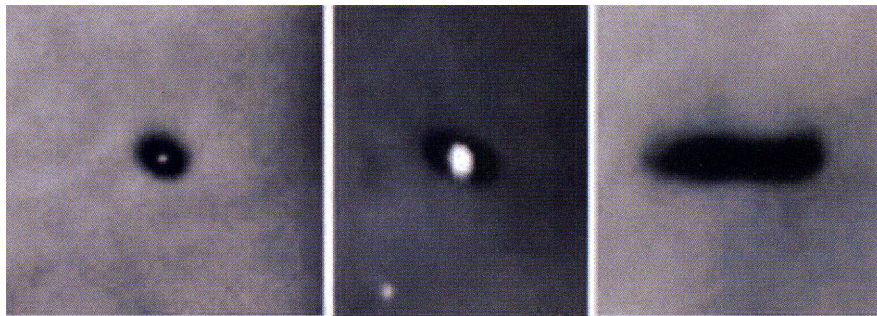


图 1 在猎户星云中, 哈勃空间望远镜观测到的盘的暗轮廓图像<sup>[23]</sup>

对盘的进一步研究是近年来研究的热点, 主要是在年轻星天体周围搜寻尺度较小 (约 100 ~ 200 AU)、质量较小 (远小于太阳质量) 并具有开普勒转动的原行星盘以及研究处在不同演化阶段的原行星盘结构、物理参数和行星形成过程。高空间分辨率和灵敏度的地面望远镜与空间望远镜使这一研究成为可能。

红外辐射主要示踪盘的较热部分以及可能形成行星的内盘 (约 1 AU) 区域, 是研究原行星盘演化的重要波段。在过去相当长的一段时期, 红外天文卫星 (IRAS)、 $2 \mu\text{m}$  全天巡天 (2MASS) 以及红外空间天文台 (ISO) 为我们提供了丰富的观测资料。然而, 它们在探测红外暗源和获取高分辨率的光谱方面具有一定的局限性。Spitzer 红外卫星的上天标志着对原行星盘的研究进入了一个崭新的时期。Spitzer 装载了 IRAC、IRS 和 MIPS 三个主要仪器, 以它们为核心的研究项目有很多, 其中 c2d (From Cores to Disks) 和 FEPS (Formation and Evolution of Planetary Systems) 与原行星盘研究密切相关。通过 2MASS 和 Spitzer 的观测, Cieza 等人<sup>[24]</sup>进一步证实了大多数 TTS 都有类似于原行星盘的结构。近红外波段的干涉观测还显示盘的最内区域 (中心星与尘埃的升华半径之间的部分, 约 0.1 AU) 含有丰富的水蒸汽和 CO 气体<sup>[25]</sup>。近年来, c2d 项目小组在证认和研究 WTTS 盘方面获得了巨大进展。通过 Spitzer 的观测, 他们获得了大量 WTTS 在近红外和中红外波段的光谱资料。从 WTTS 特有的光谱形态中, 他们找到了盘中空洞和裂缝存在的证据, 证实了 WTTS 盘处在一个相对演化的过渡阶段<sup>[26,27]</sup>。残骸盘是行星系统形成的指示器<sup>[28,29]</sup>, 主要由远红外波段的超量辐射示踪, 大量的观测已经证实它们的存在<sup>[30]</sup>。

FEPS 项目小组对残骸盘的研究非常深入, 通过 MIPS  $70 \mu\text{m}$  的观测, 他们发现约 10% 的类太阳主序星包含残骸盘<sup>[31]</sup>。Herschel 空间望远镜主要工作在远红外波段, 对残骸盘的搜寻非常有利。DEBRIS(Disc Emission via a Bias-free Reconnaissance in the Infrared/Submillimeter) 项目将在 446 颗 A-M 型星周围搜寻残骸盘的存在并限制残骸盘的尺度、温度、质量和形态, 是 Herschel 旨在研究残骸盘如何随中心星的年龄、光谱型等演化的重点项目。该项目的初期观测在 100 和  $160 \mu\text{m}$  处成功地空间分辨出两颗 A 型星 ( $\beta$  Leo,  $\beta$  UMA) 和一颗 F 型星 ( $\eta$  Corvi) 周围残骸盘中的尘埃辐射, 其结果显示这 3 颗星的残骸盘尺度与太阳系的柯伊伯带尺度 (约 50 AU) 相当<sup>[32]</sup>。最近观测的  $\beta$  Pictoris 和 AB Aur 是年轻行星系统的原型。NaCo/VLT 对  $\beta$  Pictoris 盘的近红外成像观测直接证实了在距离中心星  $8 \sim 15$  AU 处巨行星已经形成<sup>[33]</sup>, 而在 AB Aur 的盘中也观测到裂缝的存在和行星形成的迹象<sup>[34]</sup>。

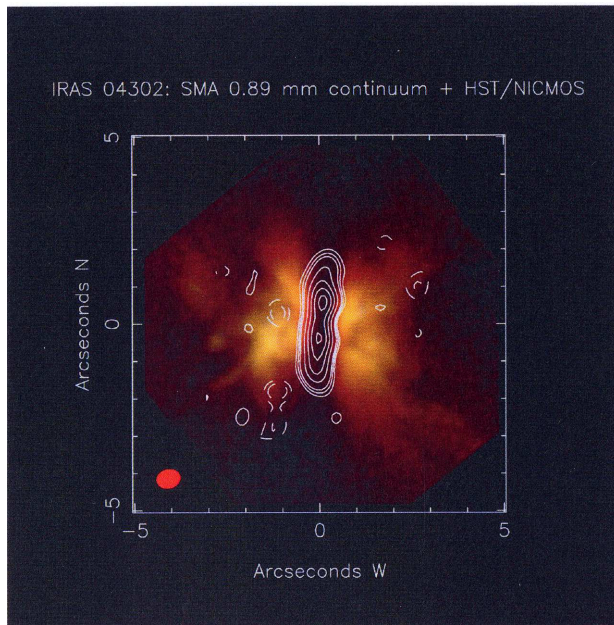


图 2 蝴蝶星  $894 \mu\text{m}$  连续谱的图像

实线代表连续谱的等高图, 背景叠加的是 HST/NICMOS 近红外散射光的图像<sup>[39]</sup>。

(亚) 毫米波主要示踪盘中较冷的区域 (如外盘和盘的中面), 是确定盘的参数、研究尘埃生长以及行星形成的重要波段。Ohashi 等人<sup>[35]</sup> 利用野边山的毫米波阵针对许多 TTS 确立了半径大约为 100 AU, 质量大约为  $0.01 \sim 0.1 M_{\odot}$  的拱星盘的存在, 这些拱星盘被认为是原行星盘, 其内部正在进行行星的形成。Andrews 等人<sup>[36-38]</sup> 利用 SMA(Submillimeter Array) 和 SCUBA(Submillimeter Common-User Bolometer Array) 对恒星形成区 Taurus-Auriga 和暗云  $\rho$  Ophiuchi 中大量的年轻星天体进行了观测, 其结果也证实年轻星天体周围盘存在的普遍性。他们给出了盘的质量 (约  $0.05 M_{\odot}$ )、尺度 (约 200 AU), 分析了盘的参数与中心星所处的演化阶段之间的关系, 并通过拟合 (亚) 毫米波段的能谱指数 (小于 3) 找到了尘埃生长的证据。这些结果都无疑使我们对原行星盘的了解更加深入、透彻。高分辨率的连续谱成图观测能看清盘的细节。Wolf 等人<sup>[39]</sup> 通过 SMA 的观测得到了蝴蝶星 (IRAS04302 + 2247) $894 \mu\text{m}$  连续

谱的图像, 如图 2 所示, 我们可以从中清晰地分辨原行星盘。高分辨率的 (亚) 毫米波望远镜同时为我们提供了研究残骸盘和行星形成过程的有利条件。最近, Corder 等人<sup>[40]</sup> 利用 CARMA (Combined Array for Research in Millimeter-wave Astronomy) 和 CSO (Caltech Submillimeter Observatory) 对 HD107146 分别进行了  $350 \mu\text{m}$  和  $1.3 \text{ mm}$  的成图观测。盘在两个波长处的空间结构被分辨出, 毫米波的辐射表明尘埃几乎对称地分布在距离中心星约 97 AU 的两个团块中。尘埃的团块分布揭示在距离中心星  $45 \sim 75 \text{ AU}$  的位置处行星已经形成。尘埃正是由于受到行星的引力作用才处于平均运动共振状态, 呈现团块分布。

### 3 能谱分布 (SED) 和盘模型

#### 3.1 能谱分布

尽管高分辨率的望远镜能探测盘的局部细节, 但最初主要通过 SED 研究盘的结构。在假设的盘模型基础上, 通过拟合 SED 得到模型中的参数。然而, 这种方法具有一定的局限性。SED 由许多参数 (如盘的倾角、尺度、形状, 尘埃的成分, 中心星的质量等) 决定, 通过拟合 SED 得到的参数往往具有简并特性。

根据 Lada 等人对年轻星天体的分类, II 类源的 SED 很宽, 有很强的红外超, 能很好地用中心星的黑体谱加上盘的热辐射谱拟合<sup>[8]</sup>。从红外波段到 (亚) 毫米波段, SED 通常为幂律形式  $\nu F_\nu \propto \nu^\alpha$  (其中  $\nu$  表示频率,  $F_\nu$  表示在  $\nu$  处的流量,  $\alpha$  表示谱指数), 而且大部分源的  $\alpha$  小于  $3/4$ , 有些源甚至还表现出平坦的 SED<sup>[21,42,43]</sup>。随着盘的逐渐演化, SED 的形态

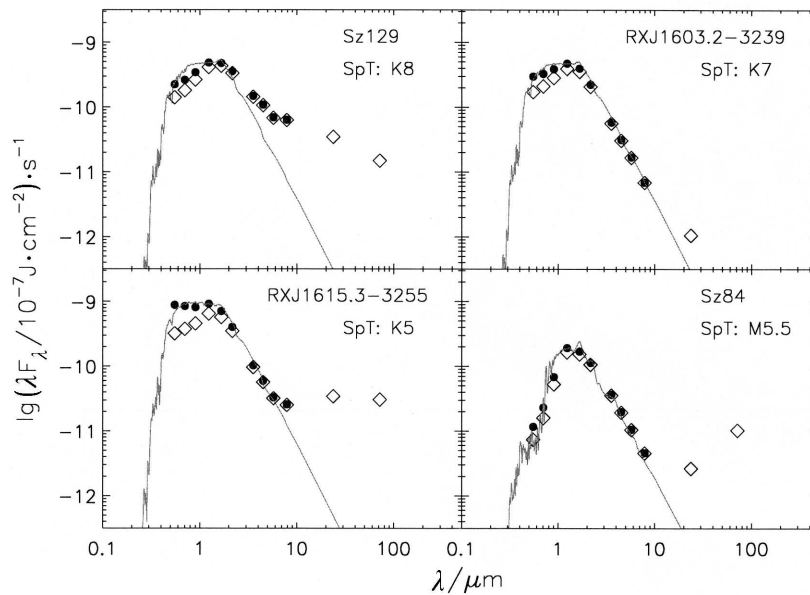


图 3 年轻星天体的能谱分布

菱形代表在光学波段以及 2MASS、IRAC、MIPS 在红外波段的测光; 圆点是对红化效应改正后的流量; 灰实线是对应光谱型的 Kurucz<sup>[41]</sup> 恒星大气模型, 代表中心星的光球辐射。其中 Sz129、RXJ1615.3-3255 和 Sz84 为 CTTS, RXJ1603.2-3239 为 WTTS。数据来自 Padgett<sup>[26]</sup>。

也会不断地改变(如图 3 所示)。内盘的消散和中心空洞的产生会使近红外超消失(如图 3 中的 RXJ1615.3-3255); 裂缝的出现将使中红外波段的超量辐射消失(如图 3 中的 Sz84)。在残骸盘阶段, 只能观测到远红外或亚毫米波段的超量辐射。

### 3.2 盘模型

根据盘的加热机制, 盘常常被分为“主动盘”和“被动盘”。盘的加热机制主要有两种: 第一, 引力能的粘滞耗散。在物质被中心星吸积的过程中, 引力能就会释放, 释放的引力能可以加热盘。通过这种机制获得能量的盘被称为“主动盘”。第二, 中心星的照射。盘中的尘埃吸收中心星的辐射使盘受热, 盘为“被动盘”, 也被称为“照射盘”(irradiation disk)。实际上, 两种加热机制在盘中同时存在, 只是在不同的时期和条件下, 两种机制所占的地位会有所不同。引力能的粘滞耗散加热在吸积率很大的演化早期或者在内盘重要, 而对于大多数 CTTS, 照射盘模型能很好地解释观测。

#### 3.2.1 平坦的盘

Lynden-Bell 和 Pringle<sup>[44]</sup> 首次提出 TTS 的红外超和紫外超均由吸积产生。被吸积的物质在中心星表面形成边界层(boundary layer)。引力能的一半在边界层处释放, 产生紫外超; 另一半用来加热盘中尘埃, 表现为红外超, 红外超和紫外超的总光度相等。他们给出了平坦的稳定态吸积盘模型的径向温度分布,  $T(r) \approx r^{-3/4}$ (其中,  $r$  代表到中心星的距离,  $T(r)$  代表在  $r$  处的温度)。正对着盘(face-on)的观测者接收到的辐射流量为  $F_\nu \propto \int_{r_{\min}}^{r_{\max}} B_\nu[T(r)] 2\pi r dr$ (其中,  $r_{\min}$  和  $r_{\max}$  分别表示盘的内、外半径,  $B_\nu[T(r)]$  表示温度为  $T(r)$  的普朗克函数), 从而能谱指数  $\alpha$  为  $4/3$ , 远大于观测的上限值  $3/4$ 。Adams 等人<sup>[45]</sup> 指出: TTS 的红外超是尘埃颗粒吸收中心星的可见光继而再以长波辐射的结果。他们计算了平坦的照射盘模型的径向温度分布和能谱指数, 其结果与 Lynden-Bell 和 Pringle 的结果一致, 但与观测不符。

#### 3.2.2 喇叭状的盘(flared disk)

无论是平坦的吸积盘还是照射盘, 模型预言的红外超都远低于大多数 CTTS 的观测值, 其原因主要是平坦盘模型的径向温度分布过于陡峭。要与观测相符, 就要增加盘(尤其是外盘)的温度。一种自然的做法是引入喇叭状的盘。喇叭盘的标高  $h$  随  $r$  的增加逐渐变大, 因而盘不会一直保持平坦的形状。Kenyon 和 Hartmann<sup>[46]</sup> 指出: 在考虑垂直方向上的流体静力学平衡以后, 盘出现喇叭形状是一个自然的结果。假设盘中的气体和尘埃充分混合, 在垂直方向上等温近似的条件下, 密度分布取为  $\rho(r, z) = \rho_0 e^{-\frac{1}{2}[z/h(r)]^2} (r/R_0)^{-\alpha}$ (其中,  $\rho_0$  表示在某一基准半径  $R_0$  处的密度,  $z$  表示到盘中面的垂直高度), 盘的标高为  $h(r)/r = c_s/\Omega(r)$ (其中,  $c_s$  和  $\Omega(r)$  分别表示等温声速和旋转速度)。如果盘的温度为幂律分布  $T(r) \propto r^{-q}$ , 那么盘的标高为  $h(r) \propto r^{(3-q)/2}$ 。若温度分布取为平坦盘模型的结果  $T(r) \approx r^{-3/4}$ , 那么标高随  $r$  的变化关系为  $h \propto r^{9/8}$ 。喇叭状的盘能够吸收更多的中心星辐射, 使温度分布变得平缓, 从而产生更强的红外超。

在 Kenyon 和 Hartmann 的喇叭状盘模型中, 中心星的光子直接照射到盘的表面, 直到进入光深为 1 的界面才被尘埃所吸收。这层界面大多位于盘中面(midplane)以上的 3 至 5 个标高位置处。在这些位置, 盘所含物质极少, 但由于吸收了中心星的光子, 温度却很高, 形成了盘的“光球”。

上述的盘模型均假设盘在垂直方向上的温度没有变化, 这与真实的情况有很大的差别。Calvet 等人<sup>[47]</sup>考虑了一个吸积率稳定的、光学厚的照射盘, 首次详细地计算了盘的温度分布和 SED。随后, D'Alessio 等人<sup>[48]</sup>又在考虑了多种能量转移过程(辐射、对流、湍流等)的情况下, 研究了照射吸积盘的温度结构。他们指出: “光球”的温度比内部盘(interior disk)的温度高。然而, 当同时考虑引力能的粘滞耗散作用时, 盘中面的温度会有所上升。喇叭状的盘模型不仅可以拟合大多数 TTS 的 SED, 而且“光球”的发射还可以解释 SED 中出现的一些分子发射线和尘埃的发射特征<sup>[49]</sup>。

Chiang 和 Goldreich<sup>[50]</sup>(CG97)拓展了 Calvet 等人的研究, 在流体静力学平衡条件下, 自恰地计算了喇叭状照射盘中的辐射转移过程, 加深了我们对盘物理特性(尤其是盘出现喇叭形状)的理解。他们指出: “光球”是光学薄的, 由于吸收中心星的光子而变得“超热”(平衡时的温度大于黑体假设时的温度); 尘埃将吸收的能量一半向星际空间辐射, 另一半向盘的内部辐射(如图 4 所示)。他们计算了“光球”和内部盘的辐射流量, 其结果表明: “光球”的辐射主要在中红外波段, 内部盘的辐射主要在(亚)毫米波段。两者的结合再加上中心星的黑体谱很好地拟合了 GM Aur 的 SED 以及硅酸盐颗粒在  $9.7 \mu\text{m}$  和  $18 \mu\text{m}$  处的共振发射特征。

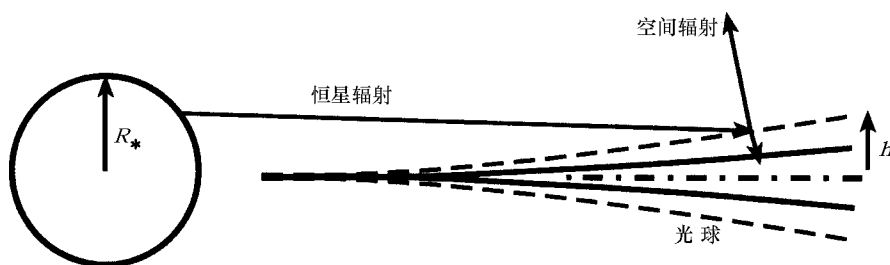


图 4 Chiang 和 Goldreich 在 1997 年提出的喇叭状的照射盘模型 (CG97 模型)

$R_*$  表示中心星的半径,  $h$  表示盘的标高; 虚线表示盘的“光球”, 略微弯曲的两条实线之间的部分表示盘的内部, 水平的点划线表示盘的中面<sup>[50]</sup>。

### 3.2.3 有内边缘(inner rim)的喇叭状照射盘

尽管 CG97 模型成功地拟合了大多数 TTS 的 SED, 但在解释 HAe/Be 星的观测数据上遇到了困难。HAe/Be 星是中等质量的年轻星天体, 有很强的红外超。Meeus 等人<sup>[51]</sup>利用 ISO 获得了 14 颗 HAe/Be 星的红外光谱资料。他们根据 SED 形态的不同将 HAe/Be 星分为 I 和 II 两类。第 I 类 HAe/Be 星有很强的远红外辐射, 第 II 类 HAe/Be 星的远红外辐射流量很小; 两类 HAe/Be 星在近红外波段的流量都很大, 其光度占到总光度的 25%, 而且在接近  $3 \mu\text{m}$  位置处的 SED 出现一个凸起(bump)。不管是增大盘的质量吸积率<sup>[52]</sup>还是引入包层的辐射<sup>[53]</sup>, CG97 模型都不能解释近红外的高光度以及 SED 中的凸起。HAe/Be 星近红外超的起源一直是争论的热点。Berrilli 等人<sup>[54]</sup>认为 HAe/Be 的红外超来源于一个环绕中心星含有短暂的热尘埃的球壳, 而不是盘。Millan-Gabet 等人<sup>[55]</sup>则认为强的近红外超源于一个离中心星的距离为  $R_{\text{sub}}$  的环 ( $R_{\text{sub}}$  表示尘埃的升华半径, 尘埃在此处受中心星的强烈照射而升华)。Chiang 等人<sup>[49]</sup>在多个方面改进了 CG97 模型后, 拟合了三颗 HAe 星的 SED。他们指出: 喇叭状的照射盘模型虽然不能解释 HAe 星强的近红外超, 但在中红外和远红外波段的理论预值与观测



相符。Natta 等人<sup>[56]</sup>注意到：如果尘埃盘的较内部分在某个半径处被截断（引入一个中心空洞），盘将形成一个内边缘；内边缘正对着中心星，对中心星的覆盖范围很大。因此，在同样半径的位置，内边缘能够吸收更多的中心星光，使其温度比 CG97 模型中的内盘部分高很多。

Dullemond, Dominik 和 Natta<sup>[57]</sup> (DDN01) 根据 Natta 等人的想法，对 CG97 模型进行了修改，成功地解释了 AB Aurigae (HAe 星) 的观测数据。如图 5 所示，他们认为：在 HAe/Be 星中，吸积率很低，在接近中心星的位置，盘中的气体对中心星的辐射是光薄的，尘埃因高温而升华，直到在离中心  $R_{in}$  (在  $R_{in}$  处，盘的温度等于尘埃的升华温度，约 1 600 K) 的地方才凝结，形成一个竖直的内边缘 (inner rim)；内边缘正对着中心星，能吸收大量的光子达到很高的温度，在垂直方向上伸展 (puff-up)；高温的内边缘对近红外波段的辐射贡献很大。在边缘后面，盘出现一个阴影区；处在阴影区内的盘不能直接接收来自中心的光子，温度较低，致使盘逐渐收缩，直到在距离中心星  $R_{fl}$  处才恢复 CG97 模型中的喇叭形状。Dominik 等人<sup>[58]</sup>用 DDN01 模型成功地拟合了第 I 类 HAe/Be 星的 SED。Tuthill 等人<sup>[59]</sup>在 HBe 星 LKHa-101 周围发现了一个半月形状的 (half-moon shape) 亮环，为内边缘的存在提供了有力证据。随着尘埃颗粒不断地生长和往盘中面处沉降，伸展的内边缘产生的阴影将阻止外盘直接吸收中心星的能量。此外，由于盘中尘埃密度分布的原因，外盘在垂直方向上的光深远低于内盘在垂直方向上的光深，这又使得外盘的冷却更为有效。外盘的温度逐渐降低，这将使内边缘以外的盘全部处在阴影区之中，喇叭状的部分消失，Dullemond 和 Dominik 称这种盘为自遮挡的盘 (self-shadowed disk)<sup>[60,61]</sup>。第 II 类 HAe/Be 星的 SED 能够用这种盘模型加以解释<sup>[62]</sup>。从喇叭状的盘到自遮挡的盘反映了尘埃的生长和沉降，是原行星盘的自然演化序列。

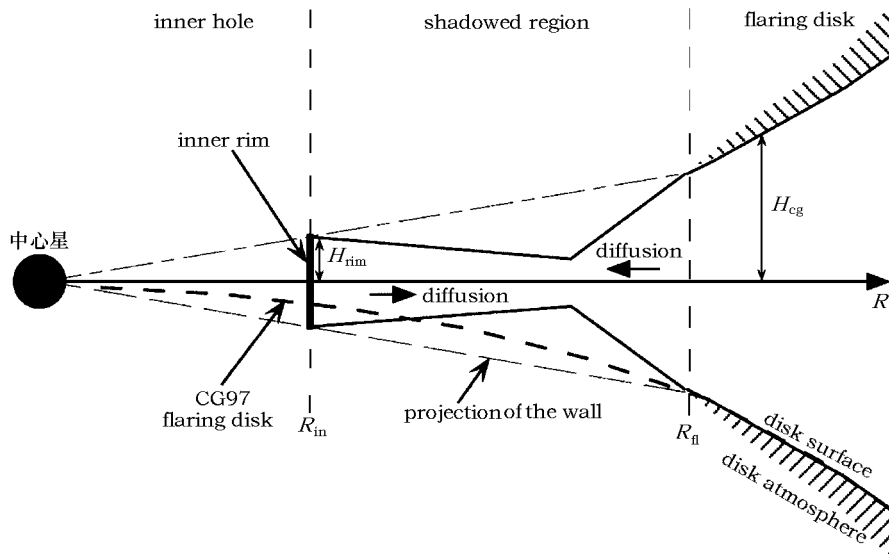


图 5 Dullemond, Dominik 和 Natta 在 2001 年提出的喇叭状照射盘模型 (DDN01 模型)

略弯的虚线代表 CG97 模型的轮廓，竖直的粗实线代表内边缘，内边缘与中心星之间形成一个中心空洞 (inner hole)。  $H_{rim}$  代表内边缘的高度，  $H_{cg}$  代表“光球”的标高，  $R_{in}$  代表内边缘离中心星的距离，  $R_{fl}$  代表 DDN01 模型恢复喇叭形状的位置。在  $R_{in}$  与  $R_{fl}$  之间，盘形成一个阴影区 (shadowed region)。阴影区内的盘主要通过内边缘和外盘的辐射向内扩散 (radiative diffusion) 加热<sup>[57]</sup>。

DDN01 模型一直处在不断的发展和改进中。Isella 和 Natta<sup>[63]</sup> 认为: 在 DDN01 模型中, 内边缘的形状假设过于简单, 内边缘应该趋向于弧形, 而不是一面竖直的“黑体墙”。弧形边缘的辐射流量对倾角依赖小, 更符合观测事实。Pontoppidan 等人<sup>[64]</sup> 将内边缘的高度作为自由参数拟合了大量的观测数据。其结果显示只依靠中心星光子的加热, 内边缘不足以产生观测到的红外超, 还需要考虑其他的加热机制, 如盘风对中心星辐射的吸收和再辐射等。

## 4 盘的参数

### 4.1 质量吸积率 ( $\dot{M}$ )

吸积存在的有力证据来自于 CTTS 的紫外和光学光谱。观测发现: CTTS 的光球吸收线没有同光谱型标准主序星的光球吸收线深, 被额外的连续谱遮掩了一部分, 连续谱的总光度大约是恒星总光度的 10%。这部分额外的能量很难从中心星自身加以解释。对几乎不存在吸积的 WTTS 的观测发现: 在与 CTTS 几乎相同质量或年龄的 WTTS 中, 没有发现遮掩光球吸收线的连续谱。只有在存在强的近红外超时, 额外连续谱才能被观测到<sup>[65]</sup>, 表明连续谱由吸积产生。吸积开始于距中心星表面几个  $R_*$  的位置, 物质沿着磁力线下落, 在盘与中心星之间形成磁层 (magnetosphere), 最后通过吸积激波 (accretion shock) 到达中心星。磁层中下落的气体产生强的光学发射线。引力能在吸积激波处释放, 表现为额外的连续谱<sup>[66]</sup>。

吸积光度 ( $L_{\text{acc}}$ ) 可以通过测量额外连续谱或光学发射线的光度计算, 然后由吸积光度与质量吸积率之间的近似关系  $L_{\text{acc}} \simeq \frac{GM_*\dot{M}}{R_*} \left(1 - \frac{R_*}{R_{\text{in}}}\right)$  (其中,  $\dot{M}$  表示质量吸积率,  $G$  表示万有引力常数) 计算质量吸积率。大量的研究表明质量吸积率在总体上随着中心星的变老而不断降低<sup>[67,68]</sup>。如图 6 所示<sup>[13]</sup>, (a) 给出的是恒星形成区 Taurus 和 Chamaeleon I 中 CTTS 盘的质量吸积率, 中值约为  $10^{-8} M_{\odot}/\text{a}$ ; (b) 给出的是 Taurus 和暗云  $\rho$  Ophiuchi 中 I 类源的质量吸积率, 中值约为  $10^{-7} M_{\odot}/\text{a}$ 。

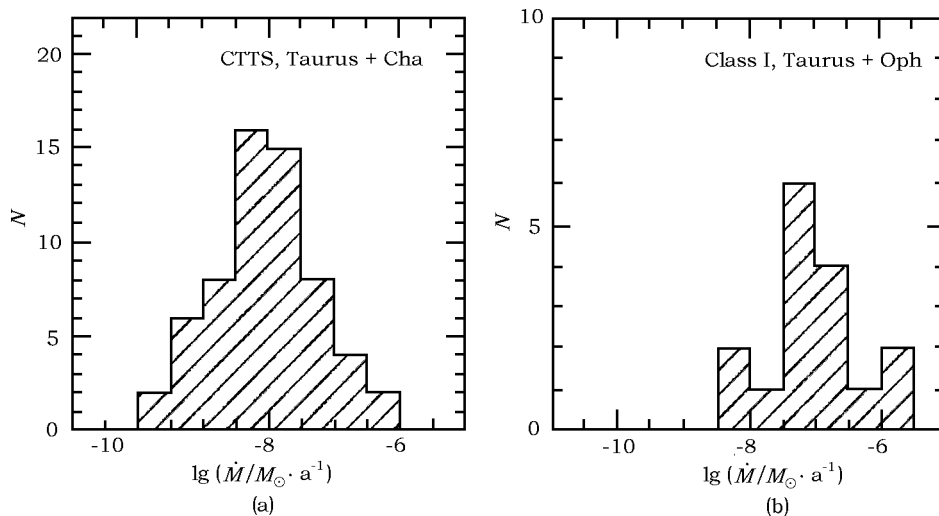


图 6 盘的质量吸积率

Gullbring 等人<sup>[69]</sup> 计算了具有百万年年齡的 TTS 的质量吸积率, 中值为  $10^{-8} M_{\odot}/a$ , 与 T Tauri 双星系统中主星的吸积率一致<sup>[70]</sup>。Garcia Lopez 等人<sup>[71]</sup> 通过测  $B_{\gamma}$  线的光度计算了 36 颗 HAe 星的质量吸积率, 得到的中值为  $3 \times 10^{-8} M_{\odot}/a$ , 略大于 TTS 的值。大量的研究发现<sup>[72-77]</sup>: 质量吸积率与中心星的质量满足关系  $\dot{M} \propto M_{*}^{1.0 \sim 2.1}$ 。Vorobyov 和 Basu<sup>[78]</sup> 给出了解释  $\dot{M} \approx M_{*}^{\alpha}$  关系的模型。在演化早期, 由分子云核塌缩形成的盘以及随后盘与包层间的相互作用会使盘中出现漩涡结构。尽管漩涡结构随着盘的演化逐渐削弱, 但是小振幅非轴对称的密度扰动始终存在。由密度扰动产生的引力扭矩足以驱动 TTS 中的吸积过程。他们发现: 表征引力扭矩的吸积率  $\langle \dot{M} \rangle$  (其中,  $\langle \rangle$  表示对时间的平均) 与盘的质量  $\langle M_d \rangle$  之间满足  $\langle \dot{M} \rangle = 10^{-7.0} \langle M_d \rangle^{1.1}$  关系; 盘的质量与中心星的质量之比  $\xi$  与中心星质量近似满足  $\xi \propto \langle M_{*} \rangle^{0.3 \pm 0.1}$ 。因此, 质量吸积率与中心星质量之间的最好拟合关系为  $\langle \dot{M} \rangle = \langle M_{*} \rangle^{1.7}$ 。最近, Fang 等人<sup>[79]</sup> 指出  $\dot{M} \approx M_{*}^{\alpha}$  关系中的幂指数与所研究年轻星的质量范围有关。他们计算了 L1641 和 L1630 中 700 多个低于  $1 M_{\odot}$  年轻星的吸积率, 拟合  $\dot{M} \approx M_{*}^{\alpha}$  幂律关系后得到的幂指数为  $2.8 \sim 3.4$ , 远大于 Vorobyov 和 Basu 给出的平均值 1.7。

#### 4.2 质量

质量是衡量行星系统能否在盘中形成的重要指标。在演化早期, 气体是盘的主要成分, 气体与尘埃的质量之比与星际云中的值一样, 约为 100。气尘质量比会随着盘的演化不断地变化。由于盘的尺度较小, 而目前观测设备的波束较大, 这将产生强度的稀化, 因此直接探测盘中的气体分子、测量气体的质量非常困难。在盘的低温区域, 气体容易附着在尘埃颗粒的表面, 产生损耗<sup>[80]</sup>(depletion effect), 这同样增加了测量气体质量的困难。因此, 我们一般先测量尘埃的质量, 然后根据尘埃占的质量分数估算盘的总质量。

当波长超过约  $300 \mu m$  时, 尘埃的热辐射是光薄的。我们可以先测量尘埃在 (亚) 毫米波段的连续谱流量, 然后根据关系  $M_d \propto F_{\nu}/(\nu^2 \kappa_{\nu})$  (其中  $M_d$  表示盘的质量,  $\kappa_{\nu}$  表示在  $\nu$  处的质量吸收系数) 计算尘埃的质量。Beckwith 等人<sup>[21]</sup> 首次利用  $1.3 \text{ mm}$  连续谱的流量得到盘的质量为  $0.001 \sim 0.1 M_{\odot}$ , 中值为  $0.02 M_{\odot}$ 。然而, 尘埃的质量吸收系数随频率的变化关系有很大的不确定性。多波段的观测数据表明: 质量吸收系数 ( $\kappa_{\nu} \propto \nu^{\beta}$ ) 的指数  $\beta$  比星际尘埃的值小, 这可能由尘埃的生长或者光厚效应造成 (详见第 5.1 节)。因此, 通过测量 (亚) 毫米波连续谱的流量计算盘的质量往往存在很大的不确定性。Andrews 和 Williams<sup>[36,38]</sup> 统计了恒星形成区 Taurus 和暗云  $\rho$  Ophiuchi 中大量 TTS 盘的质量, 得到的质量范围为  $10^{-3} \sim 10^{-1} M_{\odot}$ , 质量的中值为  $0.005 M_{\odot}$ 。Hartmann 等人指出正是由于质量吸收系数的不确定等原因, 他们得到的质量误差很大, 而且往往低估了盘的真实质量<sup>[81]</sup>。

为了避免  $\kappa_{\nu}$  对质量确定的影响, Vorobyov<sup>[82]</sup> 通过对星周盘的形成与演化进行数值模拟给出了 0、I、II 类源中盘的质量范围, 依次为  $0.09 \sim 0.10 M_{\odot}$ ,  $0.10 \sim 0.11 M_{\odot}$ ,  $0.06 \sim 0.12 M_{\odot}$ 。最近, Mann 和 Williams<sup>[83]</sup> 从猎户星云中挑选了 55 个呈现出暗轮廓的原行星盘, 利用 SMA 测得的  $880 \mu m$  连续谱流量计算了它们的质量。这些原行星盘的质量范围为  $0.004 \sim 0.034 M_{\odot}$ , 其中有 6 个盘的质量超过最小太阳星云质量 ( $0.01 M_{\odot}$ ), 尺度小于  $60 \text{ AU}$ , 与太阳系形成的初始条件十分相似, 很可能形成类似于太阳系的行星系统。

Herschel 空间望远镜开创了直接研究原行星盘中气体的新纪元。它不仅能探测原行星盘“光球”中的气体冷却线, 如: [O I] 精细结构线和 [C II] 线, 而且能探测来自于较热内盘的

CO 和水分子线。Herschel 的重点研究项目 GASPS(GAS in Protoplanetary Systems) 计划系统地观测 240 个原行星盘中的气体, 研究气体如何在原行星盘中演化和消散<sup>[84]</sup>。通过对气体发射线的辐射转移模拟, GASPS 的初期结果得到了 HD169142 和 TWHya 原行星盘中气体的质量分别为  $(5.0 \pm 2.0) \times 10^{-3} M_{\odot}$  和  $(0.5 \sim 5) \times 10^{-3} M_{\odot}$ , 同时发现这两个源中的气尘质量比都远低于星际云中的值 100, 直接证实了从尘埃质量估算盘质量的不准确性<sup>[85,86]</sup>。

### 4.3 尺度

盘的尺度可以通过不同波段的成图观测得到。不同波段的成图观测可能得到不同的尺度, 同时成图观测的结果还取决于所用的示踪物。尘埃的连续谱辐射显示的结构很致密, 而气体的发射显示的结构相对松散。外盘可以利用毫米波干涉仪对尘埃的连续谱或者气体的发射线进行成图观测。高分辨率亚毫米波连续谱的观测表明 TTS 盘的平均尺度约为 200 AU<sup>[37]</sup>, 与毫米波干涉仪观测的结果一致<sup>[87]</sup>。对 CO 同位素谱线的成图观测表明盘的尺度为几百 AU<sup>[88-90]</sup>。然而, 哈勃空间望远镜对散射光的成像发现猎户星云中盘的暗轮廓尺度可达 1 000 AU<sup>[23]</sup>。Najita 等人<sup>[91]</sup>通过拟合 CO 的振动发射线发现: 气体盘一直向内延伸到离中心星约 0.04 AU 的位置, 而尘埃盘则由于升华效应比气体盘离中心星的距离远。

### 4.4 温度

盘的加热机制主要有中心星的照射和引力能的粘滞耗散两种, 而且两种机制在盘中同时存在。因此, 盘的热结构比较复杂, 温度在沿半径方向和垂直方向都有分布。垂直方向上的温度分布依赖于盘的形态和结构, 而且在某个高度处温度有一个最低值<sup>[48]</sup>。图 7(a) 给出的是不同质量吸积率的照射吸积盘在半径 1 AU 处, 温度随高度的变化<sup>[92]</sup>。我们不难发现最低温度处的高度随质量吸积率的增加而上升, 表明粘滞耗散主要作用于盘的内部和中面。

盘接收到的来自中心星的能量与“光球”张开 (flaring) 的程度密切相关, 温度在沿半径方向的分布以及在垂直方向上的分布必须通过自恰的计算才能给定。图 7(b) 是 Chiang 和 Goldreich 给出的喇叭状照射盘的温度沿半径方向的分布<sup>[50]</sup>。我们不难发现喇叭状盘的温度明显比平坦盘的温度高, 而且“光球”的温度比内部盘的温度高, 这表明中心星的照射主要作用于盘的“光球”。

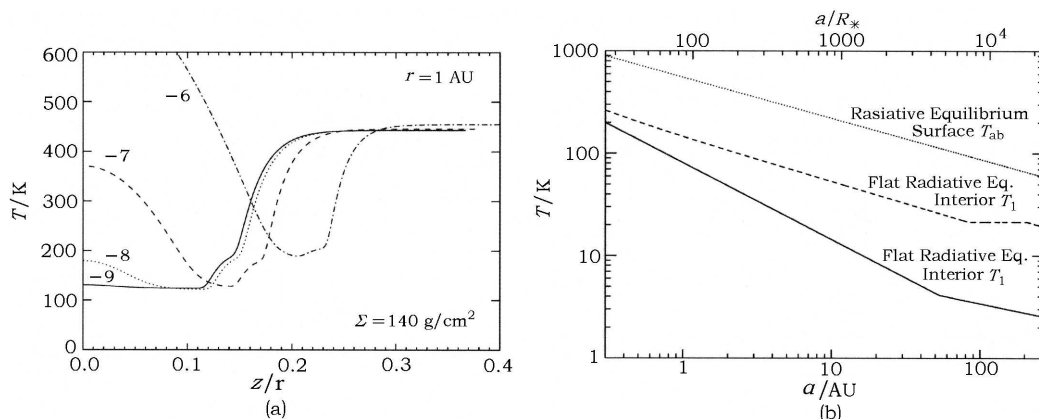


图 7 (a) 半径为 1 AU 处, 盘在垂直方向上的温度分布。实线、点线、虚线、点划线表示质量吸积率分别取为  $10^{-9}$ 、 $10^{-8}$ 、 $10^{-7}$ 、 $10^{-6} M_{\odot}/a$  的计算结果<sup>[92]</sup>。(b) 盘的温度沿半径方向的分布。虚线和点线分别表示 CG97 模型中的内部盘和“光球”的温度分布, 实线表示平坦盘的温度分布<sup>[50]</sup>。

当气体密度低于某个临界密度时,气体和尘埃出现热退耦合,两者的温度不再相同。这种情况主要发生在“光球”和外盘的中面处<sup>[93]</sup>。气体的化学演化和相关分子谱线能否被激发,原初尘埃的生长以及结晶化过程都与温度密切相关<sup>[94]</sup>。这些领域的研究都迫切需要更多的观测资料和理论分析,从而精确地给出原行星盘的温度结构。

#### 4.5 寿命

盘的寿命是否大于行星形成时标是判断行星能否形成的基本条件。我们可以通过统计不同年龄的星团中盘出现的频率来估计盘的寿命。Skrutskie 等人<sup>[95]</sup>发现:年龄为几百万到接近 1 000 万年的星团中盘出现的频率明显下降。Haisch 等人<sup>[96]</sup>在  $L$  波段观测了年龄跨度为 0.3 ~ 30 Ma 的 6 个星团中的年轻星天体。他们发现:随着星团年龄的增加,盘出现的频率逐渐减少;在年龄为 6 Ma 的星团中,几乎找不到盘存在的证据;盘的寿命约为 6 Ma。Lada 等人<sup>[97]</sup>通过 Spitzer 望远镜对邻近 IC 348 星团中的原行星盘进行了多波段观测。他们发现在年龄为 2 ~ 3 Ma 的系统中,70% 的盘在红外波段变得光薄,表明大部分小于 20 AU 的内盘已经被驱散。Hernández 等人<sup>[98]</sup>统计了晚光谱型(光谱型晚于 K5)年轻星天体的星周盘在星团中出现的频率。其结果与 Haisch 等人的结果一样,如图 8 所示,星团的年龄越大,盘出现的频率越小,在年龄为 5 Ma 的  $\gamma$  Velorum 星团中,频率已降低至 6%。Skrutskie、Haisch、Lada 以及 Hernández 等人都是在近红外波段研究盘的寿命,而近红外辐射主要来自于内盘,因此,其结果显示内盘的寿命为百万年量级,而外盘的寿命相对较长。

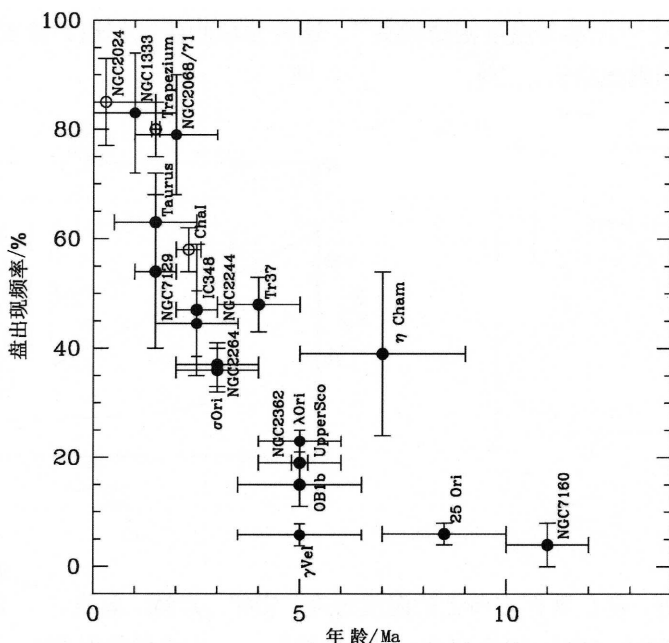


图 8 原行星盘在星团中出现的频率与星团年龄之间的关系<sup>[98]</sup>

然而, Skrutskie<sup>[95]</sup>和 Duvert 等人<sup>[99]</sup>认为:盘的驱散过程一旦开始,无论是内盘还是外盘,也无论是气体还是尘埃,整个盘都会在很短的时标内被瓦解。Andrews 和 Williams<sup>[36]</sup>

的研究证实了他们的结论。绝大多数有近红外超的年轻星在亚毫米波段也能被探测到, 而没有近红外超的则不能。内盘和外盘的寿命几乎一致, 两者相差不到  $10^5$  a。

一般而言, 中心星质量越大, 盘的寿命越短<sup>[96,100,101]</sup>; 中心星年龄越大, 盘存在的可能性就越低。然而, 年老的星仍然存在气体含量丰富的盘而年轻的 WTTS 盘很早就被瓦解的情况也常有发生<sup>[27,102]</sup>。这些特例的出现并不为奇, 因为造成盘被驱散的原因有很多, 如: 粘滞吸积、行星形成、中心星或附近大质量星的光致蒸发等<sup>[14]</sup>。邻近恒星的碰撞截断也能破坏盘的结构。各种机制在盘的演化过程中都可能出现, 这与年轻星天体的诞生环境密切相关。整个盘在各种机制的联合作用下会被很快地瓦解。

## 5 尘埃颗粒生长与行星形成

### 5.1 尘埃颗粒的生长

行星形成理论告诉我们: 尘埃颗粒将由星际尘埃(尺寸为亚微米量级)逐渐生长, 经过长期的演化和复杂的过程逐渐形成行星。据此, 我们应该能够在盘中找到尘埃生长的证据。

在实验室中, 我们可以模拟星际尘埃的环境研究尘埃早期的生长过程。在实际的观测中, 我们主要通过亚毫米波段的 SED 来研究尘埃的生长。在亚毫米波段, 年轻星天体的辐射流量和尘埃的质量吸收系数( $\kappa_\nu$ )与频率之间分别满足关系  $F_\nu \propto \nu^\alpha$ ,  $\kappa_\nu \propto \nu^\beta$ 。在光薄假设和等温近似条件下, 亚毫米波段的连续谱辐射在瑞利-金斯端的流量为  $F_\nu \propto \nu^2 \kappa_\nu \propto \nu^{2+\beta}$ 。因此, 谱指数  $\alpha$  为  $2+\beta$ 。对于典型的星际尘埃,  $\beta$  约为 1.7<sup>[103,104]</sup>, 谱指数接近 4, SED 的形状比较陡峭。在盘中的高密区域, 尘埃颗粒会通过不断的碰撞粘结逐渐生长, 尺寸变大<sup>[105]</sup>。对于给定成分和形状的尘埃, 其生长会使  $\beta$  值逐渐变小<sup>[106]</sup>, 从而使 SED 变得平坦。因此, 我们可以通过测量亚毫米波段的谱指数验证尘埃颗粒是否生长。然而, 亚毫米波段的辐射也有可能不是完全光薄的, 一些来自致密的内盘的光厚辐射( $\kappa_\nu \propto \nu^0$  或  $F_\nu \propto \nu^2$ )也可以减小谱指数。这种光厚效应同样能使 SED 变得平坦。

Natta 等人<sup>[107]</sup>通过 PdBI(Plateau de Bure Interferometer)和 ISO 的观测获得了 UX Ori 在多个波长处的辐射流量。他们拟合了 1.2~2.6mm 范围内的 SED, 得到的谱指数为  $2.1 \pm 0.2$ , 远小于星际尘埃的值。他们指出: UX Ori 的 SED 可以用两类盘模型拟合。第一类, 小圆石盘(pebble disk)。这类盘的质量大, 在亚毫米波段的辐射是光学薄的, 观测结果支持尘埃生长的结论; 在瑞利-琼斯极限下, 尘埃的  $\beta$  值介于 0~1, 尺寸已经生长到约 10 cm。另一类是毫米波光学厚盘(millimeter-thick disk)。这类盘的尺度很小, 质量的高度集中使毫米波段的辐射是光学厚的; 光厚效应使毫米波段的 SED 变得平坦, 盘中的尘埃与星际尘埃一样, 几乎没有生长。

Testi 等人<sup>[108]</sup>利用 VLA(Very Large Array)分别在 7 mm, 3.6 cm, 6 cm 波长处对 UX Ori 和 CQ Tau 进行了观测。他们的结果与 Natta 等人的一样, 盘在毫米波段的谱指数远小于 4, SED 能很好地用小圆石盘模型或毫米波光学厚盘模型拟合。随后的大量观测也得到了同样的结论<sup>[36]</sup>。两种模型的简并使我们不能只根据毫米波段的谱指数做出尘埃生长的结论。Testi 等人进一步指出: 要打破这种简并, 就要在长波段(毫米波或波长更长的波段)空间分辨盘的结构, 确定盘的尺度和质量, 排除光厚效应的影响。

Natta 等人<sup>[109]</sup>利用 PdBI 和 VLA 对 9 颗 H Ae 星进行了观测。其中的 4 个源 (HD 34282, HD 163296, CQ Tau, TW Hya) 在毫米波段被空间分辨。在排除了光厚效应的影响后, 它们的 SED 只能用光薄的小圆石盘模型拟合。他们在光薄假设的基础上拟合了所有源的谱指数。图 9 给出的是部分源的拟合结果,  $\beta$  值均小于 1.7。Andrews 和 Williams<sup>[37]</sup>通过 SMA 的观测获得了恒星形成区 Taurus-Auriga 和 Ophiuchus-Scorpius 中 24 个年轻星天体在亚毫米波段的连续谱。大部分的星周盘被空间分辨。通过 Beckwith 等人<sup>[21]</sup>给出的公式  $\beta \approx (\alpha - 2)(1 + \Delta)$  (其中,  $1 + \Delta$  是对光深效应的改正项;  $\Delta$  为光厚发射与光薄发射的比, 由波长和盘的结构决定), 他们计算了每个源在改正了光厚效应以后的  $\beta$  值, 平均值约为 1。Natta 和 Andrews 等人的结果表明尘埃在盘中已经生长。最近, Ricci 等人<sup>[110]</sup>利用 ATCA 观测了  $\rho$ -Ophiuchi 星团中 27 个 II 类源的原行星盘。同样通过分析毫米波段的能谱指数并结合过去对这些源高角分辨率的毫米波成像观测, 他们指出: 在其中的 10 个源中, 尘埃颗粒至少已经生长至毫米尺寸。

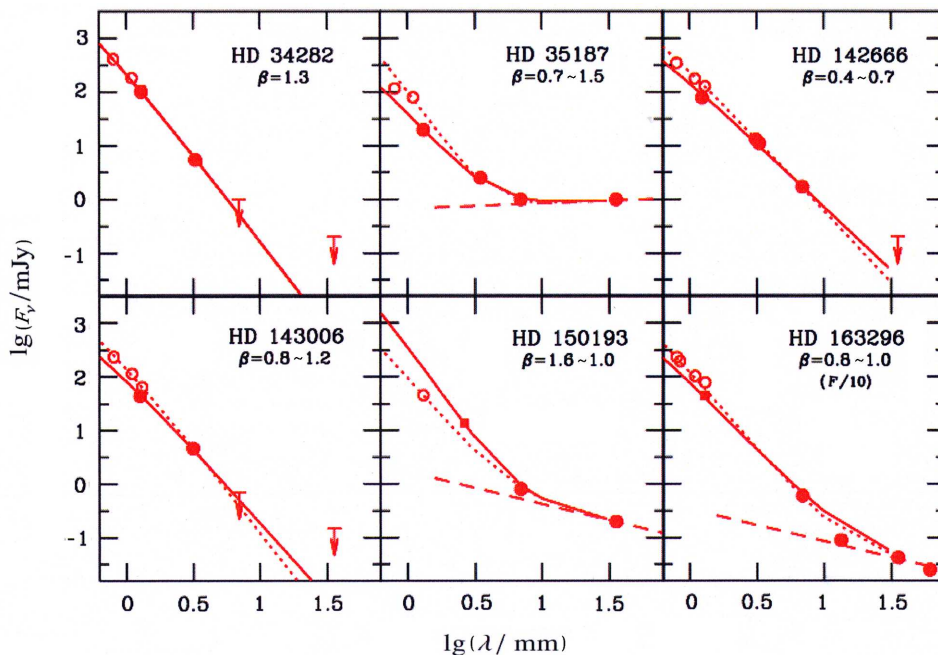


图 9 一些年轻星天体在 (亚) 毫米波段的流量

实线是 DDN01 模型的计算结果, 虚线是对厘米波流量的拟合结果, 点线是拟合单天线望远镜 (JCMT) 观测的结果<sup>[109]</sup>。

通过 Spitzer IRS 的观测, Bouwman 等人<sup>[94]</sup>获得了 7 颗 TTS 的中红外 ( $5 \sim 35 \mu\text{m}$ ) 光谱。虽然这些光谱各不相同, 但其中有 4 颗 TTS 的光谱形状均比较陡峭, 流量随波长下降得很快。通过光谱分析, 他们指出: 无定形硅酸盐的尺寸与中红外光谱的形状密切相关, 尺寸越大, 中红外光谱越陡峭, 两者之间的这种关系恰好反映了尘埃的生长。中红外光谱的形状与盘的结构不无联系。随着尘埃的生长, 中心星的引力使喇叭状盘表面的尘埃逐渐沉降到中面处。盘逐渐趋于平坦, 喇叭形状逐渐消失<sup>[111]</sup>。平坦的盘只能接收少量中心星能量, 使径向温度分布变得陡峭, 从而中红外光谱形状也变得陡峭。颗粒的生长不仅反映在尺寸上, 随着原

行星盘的演化, 尘埃颗粒的内部结构也会逐渐由原初的类星际尘埃变为晶体型颗粒。这种结晶化的过程已经被高分辨率的中红外光谱观测普遍证实<sup>[112-114]</sup>。

## 5.2 行星形成

盘为尘埃的生长提供了一个安全的场所。在演化早期, 尘埃在盘中经过不断的碰撞和粘结(还包括径向迁移、沉降等), 尺度从亚微米逐渐生长到米, 这个阶段大约需要 1 万年<sup>[115]</sup>。再经过约 1 万年, 这些固体颗粒将逐渐形成星子。引力的作用使成对的星子相互吸引直至碰撞结合, 大约经过几百万年, (原)行星或气体巨行星的核就形成了。(原)行星不断地吸积盘中的气体, 直到在盘中形成一个裂缝, 同时产生漩涡密度波。裂缝的宽度约为几 AU。残骸盘的散射光图像直接证实了裂缝的存在<sup>[116,117]</sup>。通过 Spitzer IRS 对冷盘的中红外光谱观测也表明裂缝的存在。Brown 等人<sup>[118]</sup>发现, 相对于大多数 TTS 盘而言, 冷盘在中红外波段的流量有较大的缺失, 这种缺失只能通过盘中存在裂缝进行解释。

## 6 结 语

原行星盘是环绕在年轻星天体周围的气体尘埃盘, 是分子云核塌缩形成恒星的自然结果。云核在初始时或多或少都带有自转, 它的进一步塌缩会形成一个扁平的圆盘。包层中的物质不是直接掉进中心, 而是先下落到盘上, 随后通过吸积到达中心。大量的证据证实盘在恒星形成过程中普遍存在, 如年轻星天体的红外超辐射, 哈勃空间望远镜观测到的盘的暗轮廓结构, 高空间分辨率的望远镜对盘的直接观测等。各种各样的盘模型被用来拟合年轻星天体的 SED。其中, 比较成熟的盘模型是 Chiang 和 Goldreich 在 1997 年提出的具有超热“光球”的喇叭状照射盘模型。他们的模型成功地解释了大部分 TTS 的 SED, 但在解释 HAe/Be 星的观测数据方面遇到了困难。Dullemond 等人在 CG97 模型的基础上建立了一个具有内边缘的喇叭状照射盘模型, 成功地解释了 TTS 和 HAe/Be 星的观测数据。盘参数能更加直观地反映盘的结构和性质。这些参数包括质量吸积率、质量、尺度、温度和寿命等。盘的质量吸积率和中心星所处的演化阶段有关。CTTS 的质量吸积率约为  $10^{-8} M_{\odot}/a$ , 而深埋源的质量吸积率可以比它大两个量级; 盘的质量为  $10^{-3} \sim 10^{-1} M_{\odot}$ , 与太阳星云质量相当, 具备类太阳行星系统形成的基本条件; 盘的尺度有较大的不确定性, 与具体所用的示踪物有关, 约为几百个 AU; 盘的温度主要依赖于到中心星的距离, 范围大致为  $20 \sim 2\,000$  K。在给定距离处, 温度在盘的垂直方向上也有变化; 盘的寿命为百万年量级, 它与很多因素有关, 也与不同的驱散机制有关, 如粘滞吸积、行星形成和光致蒸发等。目前, 已经有大量的证据表明尘埃在盘中逐渐生长。星周盘的普遍存在, 尘埃生长的证实以及太阳系外行星探测数目的逐渐增加都显示行星系统不是太阳系的专利, 而是在宇宙中普遍存在。

原行星盘的尺度和质量都比较小, 对观测设备的要求非常高, 对原行星盘的研究仍然存在许多问题。到目前为止, 没有统一的盘模型能解释所有的观测, 所确定的盘参数仍然有较大的误差, 对原行星盘进行分子谱线的研究仅限于少量邻近的年轻星天体, 对盘化学的研究还远远不够, 所提出的两种行星形成理论(核吸积形成行星和盘的不稳定性碎裂形成行星)还没有在观测上直接得到证实。要解决这些问题需要更高分辨率与灵敏度的观测。我们希望 Herschel 为原行星盘的研究做出更大的贡献, 同时期待 ALMA 的建成和 JWST 的上天。



ALMA(Atacama Large Millimeter Array) 能让我们直接观测由盘的不稳定性产生的团块结构, 盘的中心空洞和裂缝<sup>[119,120]</sup>, 同时为研究盘中的化学结构提供有利条件<sup>[121]</sup>。JWST(James Webb Space Telescope) 能直接观测更远的年轻星天体, 这将对研究行星系统的形成以及生命的起源提供大好机会。总之, 对年轻星天体及其原行星盘的研究将逐渐揭示在多种环境条件下恒星及行星形成演化的普遍规律, 从而填补太阳系起源和演化的许多空白, 同时也有助于地外文明的探测和研究。

## 致 谢

感谢审稿人提出的建设性审阅意见。

## 参考文献:

- [1] Shu F H, Adams F C, Lizano S. *ARA&A*, 1987, 25: 23
- [2] 江治波, 杨 戟. *物理*, 2006, 35: 7
- [3] Jiang Z B, Tamura M, Fukagawa M, et al. *Nature*, 2005, 437: 112
- [4] Dutrey A, Guilloteau S, Prato L, et al. *A&A*, 1998, 338: L63
- [5] Guilloteau S, Dutrey A. *A&A*, 1998, 339: 467
- [6] André P, Ward-Thompson D, Barsony M. *ApJ*, 1993, 406: 122
- [7] Stahler S W. *ApJ*, 1988, 332: 804
- [8] Lada C J. *IAU Symp. No. 115: Star Formation Regions*. Peimbert M, Jugaku J, ed. Dordrecht: Reidel, 1987: 1
- [9] Motte F, Andre P, Neri R. *A&A*, 1998, 336: 150
- [10] Evans N J, Dunham M M, Jørgensen, J K, et al. *ApJS*, 2009, 181: 321
- [11] Herbig G H, Bell R. *lick Obs.Bull*, 1988, 1111
- [12] Hartmann L, Calvet N, Gullbring E, et al. *ApJ*, 1998, 495: 385
- [13] Calvet N. *Protostars and Planets IV*. Mannings V, Boss A P, eds. Arizona: University of Arizona Press, 2000: 377
- [14] Hollenbach D J. *Protostars and Planets IV*. Mannings V, Boss A P, eds. Arizona: University of Arizona Press, 2000: 401
- [15] Thalmann C, Grady C A, Goto M, Wisniewski J P, et al. *ApJ*, 2010, 718: L87
- [16] Myers P C, Fuller G A, Mathieu R D, et al. *ApJ*, 1987, 319: 340
- [17] Strom K M, Newton G, Strom S E, et al. *ApJs*, 1989, 71: 183
- [18] Adams F C, Lada C J, Shu F H. *ApJ*, 1987, 312: 788
- [19] Cabrit S, Andre P. *ApJ*, 1991, 379: L25
- [20] Mendoza V, Eugenio E. *ApJ*, 1968, 151: 977
- [21] Beckwith S V W, Sargent A I, Chini R S, et al. *AJ*, 1990, 99: 924
- [22] Appenzeller I, Jankovics I, Ostreicher R. *A&A*, 1984, 141: 108
- [23] McCaughrean M J, O'Dell C R. *AJ*, 1996, 111: 1977
- [24] Cieza L A, Kessler-Silacci J E, Jaffe D T, et al. *ApJ*, 2005, 635: 422
- [25] Eisner J A, Graham J R, Akeson R L, Najita J. *ApJ*, 2009, 692: 309
- [26] Padgett D L, Cieza L, Stapelfeldt K R, et al. *ApJ*, 2006, 645: 1283
- [27] Cieza L, Padgett D L, Stapelfeldt K R, et al. *ApJ*, 2007, 667: 308
- [28] Zuckerman B, Song I. *ApJ*, 2004, 603: 738
- [29] Beichman C A, Bryden G, Rieke G H, et al. *ApJ*, 2005, 622: 1160
- [30] Su K Y L, Rieke G H, Stansberry J A, et al. *ApJ*, 2006, 653: 675
- [31] Hillenbrand L A, Carpenter J M, Kim J S, et al. *ApJ*, 2008, 677: 630

- [32] Matthews B C, Sibthorpe B, Kennedy G, et al. *A&A*, 2010, 518: L135
- [33] Lagrange A, Bonnefoy M, Chauvin G, et al. *Science*, 2010, 329: 57
- [34] Oppenheimer B R, Brenner D, Hinkley S, et al. *ApJ*, 2008, 679: 1574
- [35] Ohashi N, Kawabe R, Ishiguro M, et al. *AJ*, 1991, 102: 2054
- [36] Andrews S M, Williams J P. *ApJ*, 2005, 631: 1134
- [37] Andrews S M, Williams J P. *ApJ*, 2007, 659: 705
- [38] Andrews S M, Williams J P. *ApJ*, 2007, 671: 1800
- [39] Wolf S, Schegerer A, Beuther H, et al. *ApJ*, 2008, 674: L101
- [40] Corder S, Carpenter J M, Sargent A I, et al. *ApJ*, 2009, 690: L65
- [41] Kurucz R. Solar abundance model atmospheres for 0,1,2,4,8 km/s. Kurucz CD-ROM No. 19. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1994
- [42] Rucinski S M. *AJ*, 1985, 90: 2321
- [43] Rydgren A E, ZaK D S. *PASP*, 1987, 99: 141
- [44] Lynden-Bell D, Pringle J E. *MNRAS*, 1974, 168: 603
- [45] Adams F C, Shu F H. *ApJ*, 1986, 308: 836
- [46] Kenyon S J, Hartmann L. *ApJ*, 1987, 323: 714
- [47] Calvet N, Magris G C, Patino A, et al. *RMxAA*, 1992, 24: 27
- [48] D'Alessio P, Canto J, Calvet N, et al. *ApJ*, 1998, 500: 411
- [49] Chiang E I, Joungh M K, Creech-Eakman M J, et al. *ApJ*, 2001, 547: 1077
- [50] Chiang E I, Goldreich P. *ApJ*, 1997, 490: 368
- [51] Meeus G, Waters L B F M, Bouwman J, et al. *A&A*, 2001, 365: 476
- [52] Hillenbrand L A, Strom S E, Vrba F J, et al. *ApJ*, 1992, 397: 613
- [53] Hartmann Lee, Kenyon S J, Calvet N. *ApJ*, 1993, 407: 219
- [54] Berrilli F, Corciulo G, Ingrassio G, et al. *ApJ*, 1992, 398: 254
- [55] Millan-Gabet R, Schloerb F P, Traub W A. *ApJ*, 2001, 546: 358
- [56] Natta A, Prusti T, Neri R, et al. *A&A*, 2001, 371: 186
- [57] Dullemond C P, Dominik C, Natta A. *ApJ*, 2001, 560: 957
- [58] Dominik C, Dullemond C P, Waters L B F M, et al. *ASPC*, 2003, 287: 313
- [59] Tuthill P G, Monnier J D, Danchi W C. *Nature*, 2001, 409: 1012
- [60] Dullemond C P, Dominik C. *A&A*, 2004, 417: 159
- [61] Dullemond C P, Dominik C. *A&A*, 2004, 421: 1075
- [62] Juhász A, Bouwman J, Henning Th, et al. *ApJ*, 2010, 721: 431
- [63] Isella A, Natta A. *A&A*, 2005, 438: 899
- [64] Pontoppidan K M, Dullemond C P, Blake G A, et al. *ApJ*, 2007, 656: 980
- [65] Hartigan P, Edwards S, Ghandour L. *AJ*, 1995, 452: 736
- [66] Calvet N, Gullbring E. *ApJ*, 1998, 509: 802
- [67] Hartmann L, Calvet N, Gullbring E, et al. *ApJ*, 1998, 495: 385
- [68] Sicilia-Aguilar A, Hartmann L W, Briceño C, et al. *AJ*, 2004, 128: 805
- [69] Gullbring E, Hartmann L, Briceño C, et al. *ApJ*, 1998, 492: 323
- [70] White R J, Ghez A M. *ApJ*, 2001, 556: 265
- [71] Garcia L R, Natta A, Testi L, et al. *A&A*, 2006, 459: 837
- [72] White R J, Basri G. *ApJ*, 2003, 582: 1109
- [73] Muzerolle J, Hillenbrand L, Calvet N, et al. *ApJ*, 2003, 592: 266
- [74] Calvet N, Muzerolle J, Briceño C, et al. *AJ*, 2004, 128: 1294
- [75] Natta A, Testi L, Randich S. *A&A*, 2006, 452: 245
- [76] Herczeg G J, Hillenbrand L A. *ApJ*, 2008, 681: 594
- [77] Gatti T, Natta A, Randich S, et al. *A&A*, 2008, 481: 423
- [78] Vorobyov E I, Basu S. *ApJ*, 2008, 676: L139

- [79] Fang M, van Boekel R, Wang M, et al. *A&A*, 2009, 504: 461
- [80] van Zadelhoff G J, van Dishoeck E F, Thi W F, et al. *A&A*, 2001, 377: 566
- [81] Hartmann L, D'Alessio P, Calvet N, et al. *ApJ*, 2006, 648: 484
- [82] Vorobyov E I. *ApJ*, 2009, 692: 1609
- [83] Mann R K, Williams J P. *ApJ*, 2009, 694: L36
- [84] Mathews G S, Dent W R F, Williams J P, et al. *A&A*, 2010, 518: L127
- [85] Meeus G, Pinte C, Woitke P, et al. *A&A*, 2010, 518: L124
- [86] Thi W F, Mathews G, Ménard F, et al. *A&A*, 2010, 518: L125
- [87] Kitamura Y, Momose M, Yokogawa S, et al. *ApJ*, 2002, 581: 357
- [88] Dutrey A, Guilloteau S, Duvert G, et al. *A&A*, 1996, 309: 493
- [89] Mannings V, Sargent A I. *ApJ*, 1997, 490: 792
- [90] Mannings V, Sargent, A I. *ApJ*, 2000, 529: 391
- [91] Nagita J R. *Protostars and Planets V*. Reipurth B, Jewitt D, eds. Arizona: University of Arizona Press, 2007: 507
- [92] Dullemond C P. *Protostars and Planets V*. Reipurth B, Jewitt D, eds. Arizona: University of Arizona Press, 2007: 555
- [93] Fedele D, van den Ancker M E, Acke B, et al. *A&A*, 2008, 491: 809
- [94] Bouwman J, Henning Th, Hillenbrand L A, et al. *ApJ*, 2008, 683: 479
- [95] Skrutskie M F, Dutkevitch D, Strom S, et al. *AJ*, 1990, 99: 1187
- [96] Haisch K E Jr, Lada E A, Lada C J. *ApJ*, 2001, 553: L153
- [97] Lada C J, Muench A A, Luhman K L, et al. *AJ*, 2006, 131: 1574
- [98] Hernández J, Hartmann L, Calvet N, et al. *ApJ*, 2008, 686: 1195
- [99] Duvert G, Guilloteau S, Ménard F, et al. *A&A*, 2000, 355: 165
- [100] Lada C J, Muench A A, Haisch K E, et al. *AJ*, 2000, 120: 3162
- [101] Hernández J, Hartmann L, Megeath T, et al. *ApJ*, 2007, 662: 1067
- [102] Natta A. *Protostars and Planets IV*. Mannings V, Boss A P, eds. Arizona: University of Arizona Press, 2000: 599
- [103] Finkbeiner D P, Davis M, Schlegel D J. *ApJ*, 1999, 524: 867
- [104] Li A, Draine B T. *ApJ*, 2001, 554: 778
- [105] Dominik C. *Protostars and Planets V*. Reipurth B, Jewitt D, eds. Arizona: University of Arizona Press, 2007: 783
- [106] Draine B T. *ApJ*, 2006, 636: 1114
- [107] Natta A, Prusti T, Neri R, et al. *A&A*, 1999, 350: 541
- [108] Testi L, Natta A, Shepherd D S, et al. *ApJ*, 2001, 554: 1087
- [109] Natta A, Testi L, Neri R, et al. *A&A*, 2004, 416: 179
- [110] Ricci L, Testi L, Natta A, et al. *A&A*, 2010, 521: 66
- [111] Nomura H, Nakagawa Y. *ApJ*, 2006, 640: 1099
- [112] Watson D M, Leisenring J M, Furlan E, et al. *ApJS*, 2009, 180: 84
- [113] Sargent B A, Forrest W J, Tayrien C, et al. *ApJS*, 2009, 182: 477
- [114] Furlan E, Watson D M, McClure M K, et al. *ApJ*, 2009, 703: 1964
- [115] Beckwith S V W. *Protostars and Planets IV*. Mannings V, Boss A P, eds. Arizona: University of Arizona Press, 2000: 533
- [116] Kalas P, Graham J R, Clampin M. *Nature*, 2005, 435: 1067
- [117] Schneider G, Silverstone M D, Hines D C. *ApJ*, 2006, 650: 414
- [118] Brown J M, Blake G A, Dullemond C P, et al. *ApJ*, 2007, 664: L107
- [119] Wolf S, Klahr H. *ApJ*, 2002, 578: L79
- [120] Wolf S, D'Angelo G. *ApJ*, 2005, 619: 1114
- [121] Semenov D, Pavlyuchenkov Ya, Henning Th, et al. *ApJ*, 2008, 673: L195

## Progress in the Study of Protoplanetary Disks

LIU Yao<sup>1,2</sup>, WANG Hong-chi<sup>1</sup>

(1. Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210008, China; 2. Graduate School of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

**Abstract:** Protoplanetary disk is a rotating circumstellar disk of gas and dust surrounding a newly formed star, such as a T Tauri star or Herbig Ae/Be star. It constitutes an integral part of the formation of protostars, being a natural result of the collapse of protostellar cores which have initial angular momentum. At the beginning of the paper, we give a brief outline of how stars form in molecular clouds.

Evidence for the existence of protoplanetary disks around young stars, both from theoretical modeling and observations in wavelengths ranging from optical to millimeter, are presented in Section 2.

In spite of major developments in spatially resolved observations of the protoplanetary disks, much of our knowledge of their structure is derived from modeling the spectral energy distributions (SEDs) of young stellar objects. The third part of the paper focuses on the SEDs and disk models. Disk models have evolved from geometrically thin and optically thick disks, through geometrically flared and optically thick disks to radiative transfer disk models in which the disk temperature and vertical structure are computed self-consistently. Physical disk models, such as CG97 and DDN01 models, can interpret not only the SEDs of most young stellar objects, for example the silicate emission features present in the spectra of many T Tauri disks, but also spatially resolved data.

We summarize the derived disk parameters in Section 4, such as mass accretion rate, mass, size, temperature and lifetime. These parameters can help us to understand the structure and evolution of protoplanetary disks.

It is generally believed that particle growth in protoplanetary disks will lead to planet formation. Observational evidence for dust growth has been accumulating, such as a lower dust emissivity index for dust in protoplanetary disks compared to interstellar medium dust. We discuss these evidence in Section 5.

Finally, we briefly summarize the unanswered questions and prospects of protoplanetary study. To date there is no unified model of protoplanetary disks that can interpret all of the observational data consistently. In observations only a small number of disks around nearby T Tauri and luminous HAe/Be stars have been spatially resolved in a handful of molecular lines. The chemical structure of protoplanetary disks is still unclear. With great improvements in their spatial resolution and sensitivity, the next generation of telescopes will gradually uncover the remaining mysteries of protoplanetary disks.

**Key words:** protoplanetary disk; young stellar object; spectral energy distribution