低质量恒星周围盘的演化与巨行星形成时期 ⋆

Raffaele Gratton[1],Elisabetta Rigliaco[1]

意大利国家天体物理研究所 – 帕多瓦天文台，天文台巷5号，35122 帕多瓦，意大利

收稿日期：2026年9月29日 / 接受日期：2026年11月19日

arXiv:2611.32221v1 [astro-ph.SR] 24 Nov 2026

摘要

年轻恒星系统内盘中的大颗粒耗减，为正在形成的巨行星核通过尘埃过滤作用留下的潜在观测特征。在此前的研究中，我们发现，年龄为 2–8 百万年的太阳型恒星周围显著原行星盘中，有 0.50 ± 0.10 的盘显示出雪线以内大颗粒耗减的证据，这些恒星的恒星质量为 0.7–1.5 M⊙。当质量足够大的行星核充当大颗粒向内漂移的屏障，将其过滤在内盘之外时，便可能产生这种耗减。如果这一解释正确，那么尘埃过滤特征的频率应随着恒星质量降低而下降，这与低质量恒星周围巨行星较低的发生率相一致。将分析扩展至低质量恒星后，我们发现，在恒星质量为 0.30–0.58 M⊙、对应于主序早期 M 型恒星前身星的恒星周围盘中，仅有 0.09 ± 0.09 显示出颗粒过滤的证据。这一比例低于太阳型恒星的测量值，并且与 M 型恒星周围巨行星较低的频率相符。我们还发现，表现出过滤证据的盘往往具有相对质量较大的外侧尘埃储库，其尘埃质量超过 20 M⊕。相反，低质量盘中缺乏过滤特征表明，尽管海王星质量及更低质量的行星在低质量恒星周围很常见，但它们通常可能无法有效过滤大颗粒。

关键词。行星与卫星 ： 形成——行星与卫星：探测——原行星盘——行星—盘相互作用 s

1。引言

Pl 行星形成与盘演化密切相关。盘为行星的形成提供原材料，也是行星系统诞生的场所。行星的形成可能会塑造盘，改变其性质。人们通常认为，行星形成主要有两种机制：盘不稳定性（Boss 1997；Kratter & Lodato 2016），其作用时间尺度为数千年；以及核吸积（Safronov 1972；Pollack et al. 1996；Mordasini etal. 2012；Armitage 2020），其作用时间尺度较慢，为数百万年。盘不稳定性是一个自上而下的过程，预计会在较大间距处产生高质量伴星。尽管间距可能因后续向更近轨道的迁移而发生变化，但通过盘不稳定性过程很难形成质量比ffi为$q \leqslant 0$。001、相对于其宿主恒星质量的行星（Kratter&Lodato 2016）。因此，核吸积是太阳系中巨行星以及系外行星形成的首选机制。

核心吸积机制的一个特殊特征是，一旦巨行星的核形成（恒星最初形成后 1–2 百万年），大颗粒从外盘向内盘（寿命较长的盘）向内漂移Weidenschilling 1977）很可能会受到抑制，从而形成两个相互分离的颗粒储库（Paardekooper 与 Mellema，2006；Rice 等，2006；Kalyaan 等，2023；Dr.a˙zkowska 等，2019；Houge 等，2026）。这一过程称为尘埃过滤。太阳系中非碳质与碳质球粒陨石之间的分离，可能就是这一现象的体现（Kruijer 等 2017；Kleine 等，2020）。Weber 等（2018）表明，对于给定的扩散率，只有大于某一尺寸的粒子才能被有效阻止向内运动。其计算表明，当ff效应显著时，ff其发生条件为ff，即$r_{\rm grain} \geqslant 0$。03 厘米，并且与行星与恒星质量比$q \approx 5 \times 10^{-4}$有关；对于太阳型恒星而言，该质量比约相当于木星质量的一半。另一方面，尘埃颗粒会持续发生碰撞，根据材料性质和碰撞速度，相互作用的粒子会发生碎裂（破碎）和凝聚（黏附）（Birnstiel2024）。因此，研究这些现象对于确定行星间隙影响内盘中尘埃颗粒粒径分布的能力至关重要（Zhu 等（2012））。Pfeil 等（2025）提出了研究行星诱导间隙尘埃过滤的最新流体动力学模拟。这些作者对包含尘埃凝聚和碎裂的行星—盘系统进行了二维多流体流体动力学模拟。他们表明，尘埃过滤的ffi效率对颗粒演化高度敏感，因此也对盘性质（例如湍流扩散率）高度敏感。

扩散率。他们的结果表明，质量为 0.6 $M_{\rm Jup}$的行星可能会导致内盘大颗粒显著耗减。相比之下，对于质量为 0.1 $M_{\rm Jup}$的行星——这与木星核在（1–2 百万年）后的预期质量相当——尘埃过滤通常不足以抑制尘粒凝聚；凝聚会持续补充内盘中的大颗粒。此外，Dr.a˙zkowska 等 (2019) 也研究了尘埃凝聚的影响。他们采用原行星盘的二维流体力学模拟，表明如果间隙外缘发生碎裂，小颗粒可能会大量泄漏。

⋆ raffaele.gratton@inaf.it

即使没有正在形成的行星，也可能存在导致尘埃过滤的压力隆起（参见 Chang 等，2023）。例如，Charnoz 等 (2021) 发现，当垂直平均黏度指数是表面密度的递减函数时，雪线处水蒸气的释放会降低声速；在冰质卵石持续流入的情况下，若卵石流入量与气体流入量之比为 > 0，对于冰尘质量比为 1% 的幂律盘，压力隆起可能会形成；而对于冰尘质量比为 > 1，的盘，该比值为 3%。另一方面，尘埃陷阱可能有利于巨行星的形成（例如参见 Izidoro 等，2022）。因此，它们仍可能与尘埃过滤现象有关。

出于多种原因，雪线附近及其外侧的区域被认为特别有利于巨行星形成（Dr.a˙zkowska & Alibert 2017）。因此，追踪雪线内外尘埃尺寸分布的演化，对于量化行星间隙过滤尘埃颗粒的效率至关重要。在此前的一篇论文中（Grat-ton & Rigliaco 2026，下文简称论文 I），我们研究了原行星盘内盘和外区中尘埃颗粒的性质，这两个区域由一条大致对应于雪线的边界分隔。我们对 33 个太阳型恒星周围的原行星盘样本进行了光谱能量分布（SED）与阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列尘埃连续谱图像的同步建模；这些恒星的质量范围为 0.7 至 1.5 M⊙。所选样本包含能够根据动力学质量和演化轨迹准确推算恒星年龄的系统。我们发现，对于年龄小于 2 百万年的系统，盘内区（雪线以内）和外区的粒径分布在统计上无法区分。相比之下，在年龄为 2–8 百万年的盘中，约有一半显示出内盘大颗粒显著耗减的现象。如上所述，这是存在数十个地球质量的核所带来的预期结果，而这些核的形成需要 1–2 百万年（Paardekooper 与 Mellema，2006；Rice 等，2006；Zhang 等，2018；Weber 等（2018）；Pfeil 等（2025））相比之下，要解释非常年轻的盘中缺乏尘埃过滤证据，就需要为其他机制提出特定解释。尽管我们的样本存在偏差，因为我们选择了拥有显著且长寿盘的恒星，但在长寿盘中显示出尘粒分异证据的比例，与年轻星协中观测到的类木星行星出现频率相符；这些星协很可能是太阳邻域中稀疏恒星形成区的后代。

然而，众所周知，与太阳型恒星相比，低质量恒星周围巨行星的出现频率较低（例如 Johnson 等人 2010；Bryant 等人 2023），这可能是因为原行星盘的质量随恒星质量呈超线性变化（Andrews 等人 2013；Mulders，2018），而低质量恒星周围盘中形成的核很少能达到气体吸积所需的临界质量，从而演化为巨行星（Greaves 2010）。另一方面，低质量恒星周围形成低质量行星（类海王星行星，甚至质量更低的行星）的频率，甚至高于太阳型恒星（Mulders 等，2015；Mulders，2018）。如果尘埃分异确实与大质量核的形成有关，而与较小质量行星链的形成无关，那么观测低质量恒星时，我们或许会发现显示尘埃分异迹象的盘所占比例较低。为检验这一预测，我们采用论文 I 中使用的相同方法，在此研究低质量恒星周围的 18 个原行星盘样本（质量 < 0.7 M⊙）。第 2 节介绍我们使用的数据。第 3 节概述所用方法来分析这些数据。第 4 节给出结果，并在第 5 节进行讨论。我们在第6节总结结论。

2. 数据

本文分析的恒星样本列于表A.1和A.2中。该样本包含18颗恒星，除一颗外，其余恒星的动力学质量均低于 ~ 0.7 M⊙。样本中的大多数恒星（18颗中有14颗）质量低于0.58 M⊙，其中恒星质量最低者为0.3 M⊙。根据Pecaut 和 Mamajek (2013)[1],报道的光谱型对应的质量值，预计这些恒星将成为早期主序M型恒星的前身星。因此，该样本拓展了论文 I 所研究的恒星质量范围。

该样本包含动力学质量已通过星周盘的开普勒旋转推导得出的恒星，这些旋转由主要利用阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列获得的分子谱线观测所追踪。与论文 I 一样，我们利用现有的动力学质量估算值，根据Baraffe et al.(2015)的演化模型提供的年龄–半径关系，为单颗恒星推导出相对准确的年龄。动力学质量汇编自多个来源：Simon等人(2019)；Tsukagoshi 等人(2019)；Braun等人(2021)；Trapman等人(2025)；Longarini等人(2025)。此外，鉴于本分析所采用模型的局限性（如第3 节和论文 I 所述），我们将样本限定为倾角$i < 70°$ 的盘，且周围2角秒范围内没有明亮伴星；考虑到项目恒星的距离，这一范围约为300天文单位。

与论文 I 一样，本文使用的数据包括光谱能量分布（SED）以及阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列第 6 和第 7 波段的尘埃连续辐射高分辨率图像。光谱能量分布的数据取自 SIMBAD VizieR 光度测量查看器提供的数值（Ochsenbein 等，2000）[2]。我们通常优先采用以下来源提供的数值：盖亚 DR3（Gaia Col-laboration2022）、2 微米全天巡天（Skrutskie 等，2006）、广域红外巡天探测器 （WISE 全天数据发布，Wright 等，2010；Cutri &et al.2012）、斯皮策 （斯皮策科学中心（$\mathring{A}$SC）和红外科学档案（IRSA），2021）、赫歇尔（光电导阵列相机和光谱仪：Ribas 等，2017；赫歇尔/SPIRE 点源目录（HSPSC）：赫歇尔团队等，2024）、詹姆斯·克拉克·麦克斯韦望远镜上的亚毫米通用用户测辐射热计阵列（SCUBA）（Mohantyet al.2013）以及阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列的数据；此外，也考虑了 SkyMapper 南天巡天 DR1.1 提供的近紫外和B波段测光数据（Wolf 等，2018）。

我们还收集了空间紫外数据，这些数据对于获得合理的吸积率数值至关重要（见表 A.1）。这些数据是通过检查哈勃太空望远镜搭载的宇宙起源光谱仪（COS）和太空望远镜成像光谱仪（STIS）所获取的数据而得到的，这些数据可从 Barbara A. Mikulski 档案获取 [3]。此外，我们还考虑了国际紫外探测器（IUE）（Beitia-Antero 和 Gómez de Castro，2016）、星系演化探测器（GALEX）（Bianchi 等，2011）、XMM-牛顿（Page 等，2023）和紫外/光学望远镜（UVOT）（Yershov，2014）的数据。总的来说，七颗恒星（CY Tau、Sz 114、CX Tau、HM Lup、DM Tau、Sz 111 和 C W Tau）有空间紫外数据可用。用于定义光谱能量分布（SED）的最终数据列表将公布

[1] https://www.pas.rochester.edu/~emamajek/EEM_dwarf_ UBVIJHK_colors_Teff.txt[2] https://cds.unistra.fr/news/2014/11/ 13-photometry-viewer/[3] https://mast.stsci.edu/portal/Mashup/Clients/Mast/Portal.html

可在斯特拉斯堡天文数据中心（CDS）的 VIZIER 数据库中获取。

根据 Cardelli 等人（1989）提出的定律，对收集到的测光数据进行了星际消光校正，并假设总消光与选择性消光之比为 $R_V = 3.1$ mag。每颗恒星在 V 波段的总星际消光值，是通过比较盖亚第三次数据发布中观测到的 $B_P - R_P$ 颜色与根据 Pecaut 和 Mamajek（2013）的表格、假设其光谱型相同的恒星所应具有的颜色得到的；其中 $E(B_P - R_P) = 0.457\ A_V$ 由 Cardelli 等人（1989）的定律给出。

我们使用阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列科学档案[5] 收集了波段 6 和 7 中经$\rho < 0.15$ 角秒）高分辨率数据，这些数据使用 CASA软件[6]进行了归约。包含本研究所用连续谱图像的数据集列于表A.3中。存档图像采用物理通量单位，并具有可变的尺度和分辨率，具体由 FITS 文件头中包含的波束参数定义。我们在分析中考虑了这些因素。

3. 方法

3.1. 模型描述

我们使用第 2 节所述的数据，采用论文 I 中详细描述的相同简化模型，推导恒星和盘的主要性质；该模型此前已应用于太阳型恒星样本。在此，我们简要概述该模型。

我们的简化参数化模型同时拟合光谱能量分布和高分辨率 ALMA 连续谱图像。与通常用于重现光谱能量分布和 ALMA 观测结果的辐射转移模型（例如 Woitke 等, 2019）相比，我们的方法对三维盘结构和尘埃颗粒性质均采用了大幅简化的描述。这降低了计算成本和自由参数的数量，使该模型非常适合分析大样本。具体而言，通常用于描述尘埃颗粒化学组成和内部结构的参数范围被简化为单个参数，即尘埃颗粒尺寸。这种简化处理能够高效研究大样本中的盘演化，但所得参数主要应从定性而非定量的角度进行解释。

我们的代码需要以下输入信息：恒星的动力学质量$M_\star$、光谱能量分布、高分辨率（半高全宽 FWHM< 0.15 角秒）的 6 或 7 波段阿塔卡马大型毫米波 / 亚毫米波阵列连续谱图像、恒星的视差 π （来自盖亚第三次数据发布，Gaia 合作组等, 2023）、其所在方向 V 波段的星际消光A_V （按上一节所述方法获得），以及盘的倾角i 和位置角PA （从文献中收集，见表A.2）。通过拟合观测数据得到的输出参数包括：恒星的有效温度（$T_{\rm eff}$）和半径（R_*）、吸积率（M）、盘内外部分的质量（$M_{\rm inner}$）和（$M_{\rm outer}$）、内盘的内外半径（$a_{\rm min,inner}$）和（$a_{\rm max,inner}$），以及内盘中尘粒的最大半径（$R_{\rm max,grain,inner}$）。

给定一组输入数据和参数，代码会计算盘的光谱能量分布以及在适当波长下的连续谱图像，同时考虑盘的倾角和位置角，并按照包含阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列图像的 FITS 文件头中读取的波束进行卷积。

该模型包括三个对观测到的光谱能量分布作出贡献的部分：*(i)* 恒星光球——采用Kurucz恒星大气模型进行建模[7]，适用于$T_{\rm eff} > 3500$ K；对于较低的Husser等（2013）温度，则采用Phoenix模型（$T_{\rm eff}$）。对于$T_{\rm eff} > 3500$ K的恒星，我们采用Kurucz大气模型，与论文 I保持一致。对于较低的有效温度，我们改用PHOENIX模型，因为质量为ff的恒星，其$M_\star < 0.7$ M⊙通常具有$T_{\rm eff} < 3500$ K的温度，低于Kurucz网格的下限。两种情况下均假设表面重力为$\log g = 4.0$。恒星有效温度和半径是模型的输出。ff应温度和半径是模型的输出。

*(ii)*吸积——表示为恒星表面吸积激波产生的温度为 10,000 K 的黑体区域。吸积光度根据模型输出的质量吸积率 M推导得出，同时考虑恒星半径和质量。我们假设一半的收缩能以辐射形式释放（如黏性星盘的预期），并假设（气体）盘内边缘与恒星半径之比为四，与 Alcalá 等人（2017）的设定相同。

*(iii)*含尘星盘辐射——假设盘辐射完全来自热尘埃辐射，不考虑气体辐射和散射星光。盘被表示为二维、径向对称结构，分为内区和外区。两区之间的边界由内盘的外半径定义，初始设为雪线，随后调整以重现观测结果；因此，该半径是自由参数，也是模型的输出。假设内盘的表面密度（在阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列图像中无法分辨）遵循 1/一个 径向剖面，其中 是距恒星的距离。在外盘中，表面密度剖面由阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列观测中沿盘长轴的通量分布约束。假设局部盘温度与恒星光度和吸积光度处于辐射平衡，据此确定温度。我们忽略盘的垂直结构和遮蔽效应，这可能导致对厚盘温度的高估。尘埃粒径分布由固定幂律描述，最小尘埃粒径为 0。1 μm，内盘和外盘的最大尘埃粒径则彼此独立。尘埃由硅酸盐和冰颗粒构成，其丰度、密度和反照率均固定。根据升华温度确定尘粒存活情况：硅酸盐为 1500 K，冰为 170 K。尘埃不透明度采用Mordasini （2014）的简化方法计算，在该方法中，不透明度仅取决于尘埃粒径与波长之比。此处理忽略了不透明度对尘埃成分和内部结构的详细依赖关系，但避免引入额外的自由参数，因此适用于本文采用的简化参数化方法。

3.2. 模型的注意事项

所提出模型中采用的假设经过了有意简化。因此，对于盘质量等量，应谨慎解读。不过，由于所有恒星均一致地采用相同的假设，因此，诸如盘性质如何随年龄演化等比较趋势，仍被认为具有意义。

我们的模型有一个重要的注意事项：鉴于所考虑的观测量，我们确定的是尘埃中的质量，而不是

[4] https://www.pas.rochester.edu/~emamajek/EEM_dwarf_UBVIJHK_colors_Teff.txt[5] https://almascience.nrao.edu/aq/[6] https://casa.nrao.edu/index.shtml

[7] https://www.stsci.edu/hst/instrumentation/reference-data-for-calibration-and-tools/astronomical-catalogs/kurucz-1993-models

盘的总质量，而总质量主要由气体构成。我们更倾向于将内盘和外盘的总质量用作自由参数，因为这样可以如论文 I 中所述，更简单地描述表面密度随距恒星距离的变化。需要注意的是，采用这种方法时，外盘中的气尘比始终为 100，而内盘中的气尘比可能高得多，这取决于距恒星的距离（因为在雪线以内只考虑硅酸盐尘粒）以及$R_{\rm max,grain,inner}$的实际值。

最后，我们应提醒读者，我们的方法只有在所考虑的每个组分（恒星光球、吸积区域、内盘和外盘）在某个波长范围内占据光谱能量分布的主导地位时，才能发挥良好效果。反之，若不满足这一条件，某些参数就难以确定。例如，如果吸积的贡献甚至在光学波段也超过恒星光球的贡献（这种情况会在光谱稀释非常严重时发生），那么定义光球的参数（恒星半径和有效温度）就难以约束。在本研究考察的恒星中，CW Tau 就属于这种情况（见附录A）。对于这颗恒星，我们采用了其所属星协的年龄（以及由此对应的半径）。

模型还有一项简化，但这不会影响结果：内盘与外盘之间的过渡半径有时小于阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列的角分辨率波束，这意味着中心强度包含外盘的贡献。为评估阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列观测的有限角分辨率是否会导致推导出的值$R_{\rm max,grain,in}$出现系统偏差，我们考察了这些值与冰线半径$a_{\rm ice}$和阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列图像的空间分辨率之比之间的关系。正如预期，该比值通常在低质量恒星中较小。然而，我们没有发现$R_{\rm max,grain,in}$ 与$a_{\rm ice}$/分辨率之间存在显著相关性，这表明推导出的尘埃粒径不会受到观测角分辨率的系统性影响。

3.3. 噪声处理

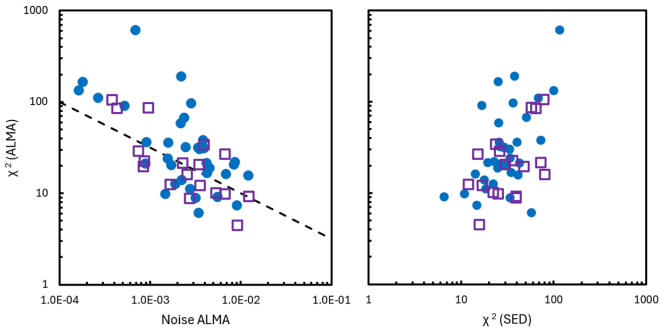


图1。 左：χ^2 为对阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列图像进行最佳拟合后得到的结果，表示其随这些图像中的噪声变化的情况。虚线表示假设实际噪声取决于信号的平方根，这符合光子噪声的预期。右：χ^2 为对阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列图像进行最佳拟合后得到的结果，表示其随光谱能量分布中 χ^2 的变化的情况。紫色空心方块表示本文分析的盘的结果，蓝色实心圆表示论文 I 分析的盘的结果。

鉴于我们的分析具有定性性质，且为减少自由参数的数量而采用了简化处理，我们在此说明本研究中对噪声的处理方式。在我们对

参数	范围	Unit
$T_{\rm eff}$	±100	K
R_*	±10%	$R_\odot$
$\log \dot{M}$	±0.4	$M_\odot\ {\rm yr}^{-1}$
$M_{\rm inner}$	±20%	$M_\odot$
$M_{\rm outer}$	±20%	$M_\odot$
$a_{\rm min,内侧}$	±10%	au
$a_{\rm max,内侧}$	±10%	au
日志 $R_{\rm max,grain,inner}$	±0.6	cm

表1：用于随机抽取的输出参数及其范围。

光谱能量分布的分析中，测光点的噪声取原始来源给出的误差与任意设定的 5% 之间的较大值。由于这些天体可能存在变异，这样可以避免赋予某些测光点过高的权重。

ALMA 图像中的噪声被估计为在远离中心恒星的区域测得的标准差。图1 比较了 χ^2 最佳拟合的ALMA图像所得的数值与根据估计的图像噪声预期的数值（左图），以及与 χ^2 最佳拟合的光谱能量分布模型所得的数值（右图）。左图显示，较低的图像噪声与较高的 χ^2 最佳拟合模型数值相关。这一趋势表明，我们的处理过程低估了ALMA图像中的方差，可能是因为噪声并非独立于信号。虚线表示噪声随信号平方根缩放时的预期关系，这正是光子噪声的预期情况。该关系很好地描述了样本中的大多数对象，主要离群点是质量高于本文所研究恒星的恒星周围的盘；这些盘有时会表现出明显的不对称性（有关这些情况的讨论，参见论文 I）。尽管如此，我们认为，假设噪声与信号无关，能够对ALMA 图像提供更合适的总体加权。如果假设噪声随信号增加，大量低强度像素将主导拟合，而相对较少的高强度像素所获得的权重则会降低。采用恒定的噪声水平 eff实际上会为单个像素赋予与其信号成正比的权重，从而确保包含大部分约束信息的最亮区域对拟合产生适当的影响。图1的右图显示，χ^2 最佳拟合的ALMA图像所得数值与光谱能量分布所得数值之间存在相关性。由于拟合过程会优化总 χ^2的两项贡献之和，因此这种相关性是预期的。

鉴于本研究对观测不确定度采用了近似处理，因此，对于推导出的物理参数所报告的不确定度，应被视为指示性结果，而非严格的统计置信区间。这些不确定度用于估计在所采用建模框架内推断参数的稳健性，而不是正式的测量误差。

3.4. 模型解的优化

通过最小化整体归一化 χ^2 值，实现了自由参数的优化。该代码既支持手动优化（将随机迭代次数设为零），也支持任意次数的随机迭代。具体做法是，在给定范围内围绕原始值，以均匀分布随机抽取自由参数的值；范围大小取决于所考虑的参数（见表1）。每当以这种方式得到的 χ^2 值低于原始值时，

便保存这组最佳值，并用于下一轮迭代。随机游走有助于逐步逼近最小值。实际操作中，首先采用手动优化来确定图像中心的最佳位置，并初步估计参数。随后启动自动优化，直至最后 100 次迭代中 χ^2 值不再降低。最后，我们再次启动自动优化程序，将随机抽样所用的变化范围缩小一半（相较于表1所列范围）。同样，只有当最后 100 次迭代中 χ^2 值不再降低时，我们才停止该程序。最后，根据所有 χ^2 值比最佳值高不到 10% 的解，估算最佳拟合参数的不确定度。分析所得参数列于表A.4 和A.5。

3.5. 协方差

通过角图可以考察我们分析所得各个物理量之间的协方差。这些角图的示例见附录 D中的图 D.1。为绘制这些图，我们围绕最佳参数值，从表 1所列范围内的均匀分布中额外随机抽取了 10,000 组参数。随后，我们计算了每个模型的概率：$p = \exp(-\chi^2/2)$。我们绘制了后验分布中包含 68.3% (1σ) 和 95.5% (2σ) 概率的等值线。

如论文 I 中所述，我们可以通过考虑尘埃颗粒尺寸的最大值$R_{\rm max,grain}$，或采用尘埃粒径分布的不同斜率 β，来描述内盘中的尘埃粒径分布（这与外盘中假定的分布不同）。正如预期的那样，采用这两种方法得到的最佳 χ^2 值非常相似。对于最佳解，β 与 $R_{\rm max,grain}$ 之间存在明显的相关性。与$R_{\rm max,grain}$ 相比，优化 β会得到不同的内盘质量。使用 β 和$R_{\rm max,grain}$ 得到的内盘质量之比，与 β的值强相关。其他物理量（尤其是恒星年龄）不受这一选择的影响，不过由于我们采用了蒙特卡洛方法，最佳值可能略有不同。

4. 结果

4.1. 样本的选择偏差

我们样本中的恒星拥有相对较大质量的盘，这可能会使结果产生选择偏差。为评估这种偏差的程度，我们考察了金牛座中光谱型早于 M8.5 的完整恒星样本，该样本延伸至褐矮星质量范围；其中 0.89 毫米处的亚毫米连续谱通量由 Andrews 等人（2013）测得。豺狼座中光谱型早于 M5.5 的完整恒星样本也有 0.89 毫米和 1.33 毫米处的可比数据，其恒星质量最低约为 0.12 M⊙ （Ansdell 等人 2016，2018）。因此，这些巡天覆盖的质量范围远低于本研究所考虑的质量下限。此外，金牛座和豺狼座的源占我们样本的相当大一部分，因此适合用于评估影响整体样本的选择偏差。我们样本中的盘通常在 0.89 毫米处具有 $>$ 25毫央斯基的连续谱通量，在 1.33 毫米处具有 $>$ 10 毫央斯基的连续谱通量。因此，我们利用 Andrews 等人（2013）、Ansdell 等人（2016）和 Ansdell 等人（2018）的样本，估算金牛座和豺狼座中通量超过这些阈值的盘所占比例，考虑了质量范围为 0.30–0.58 和 0.7–1.4 M⊙ 的恒星。为确保比较一致，我们考虑了本研究和论文 I 中采用的动力学质量与 Andrews 等人（2013）和 Ansdell 等人（2016）报告的恒星质量之间的系统差异。具体而言，采用 Baraffe 等人（2015）的等时线时，我们的动力学质量平均为 Andrews 等人（2013）所报告质量的 0.67 倍，以及 Ansdell 等人（2016）和 Ansdell 等人（2018）所报告质量的 1.19 倍。应用这些修正后，我们发现，在金牛座和豺狼座中，围绕主序早期 M 型恒星前身星（$0.3 < M_\star < 0.58$ M⊙）的 66 个盘中，有 29 个的 0.89毫米通量高于 25 毫央斯基，占 44 ± 6%。作为比较，围绕太阳型恒星前身星（$0.7 < M_\star < 1.4$ M⊙）的 50 个盘中，有 36 个超过这一阈值，占 72 ± 6%。这些比例表明，我们的样本存在偏向相对大质量盘的选择偏差；与论文 I 所研究的太阳型恒星相比，本论文所研究的低质量恒星受这种偏差的影响更大。我们在第 5 节解读结果时采用这一选择偏差估计。

4.2. 输入和输出参数之间的关系

尽管模型优化是基于总量进行的 χ^2，但各个模型参数主要受特定观测量的约束。图2展示了部分由此产生的参数相关性。质量吸积率与紫外通量之间存在紧密相关性，紫外通量可用 2300 Å 处的绝对星等来表征；该星等由观测通量经星际消光和距离修正后得出（图2左上图）。对于若干颗恒星，这一星等是近似值，因为它是通过对其他紫外波长处测得的通量进行插值得出的。本项研究分析的低质量恒星与论文 I 中的太阳型恒星之间的偏移，可归因于前者较低的表面逃逸速度，这使得它们在给定质量吸积率下的紫外通量较低。由于吸积光度与质量吸积率及逃逸速度的平方成正比，模型推断的质量吸积率预计近似与逃逸速度的平方成反比。平均而言，该样本中具有紫外星等数据的恒星，其逃逸速度为论文 I 中恒星的 59%。因此，我们预计推断出的质量吸积率会偏移 项倍数 ~ 3 （0.46 dex），这与观测到的差异一致。

恒星的有效温度受光学光谱能量分布形状的约束，这里用$G - J$ 颜色表示；使用$B_P - R_P$也能得到类似结果。正如预期，这产生了紧密的相关性（图2中上方中央面板）。由于本文所考虑质量范围内的前主序星，其有效温度范围相对较窄，因此恒星半径主要由绝对星等决定。图2右上方面板展示了这一点，其中符号大小表示对有效温度的剩余依赖性。低质量恒星（紫色符号）与太阳型恒星（蓝色符号，论文 I）之间的偏移，反映了前主序星预期的质量–温度相关性，例如 Baraffe 等人(2015）所示的等时线所体现的相关性。

内盘和外盘区域的质量与阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列连续谱流量密切相关。内盘质量与中心流量相关，但该区域对总辐射的贡献很小；总辐射反而与外盘中的尘埃质量关系更密切，因为大部分尘埃都位于外盘中（图2左下和中下图）。

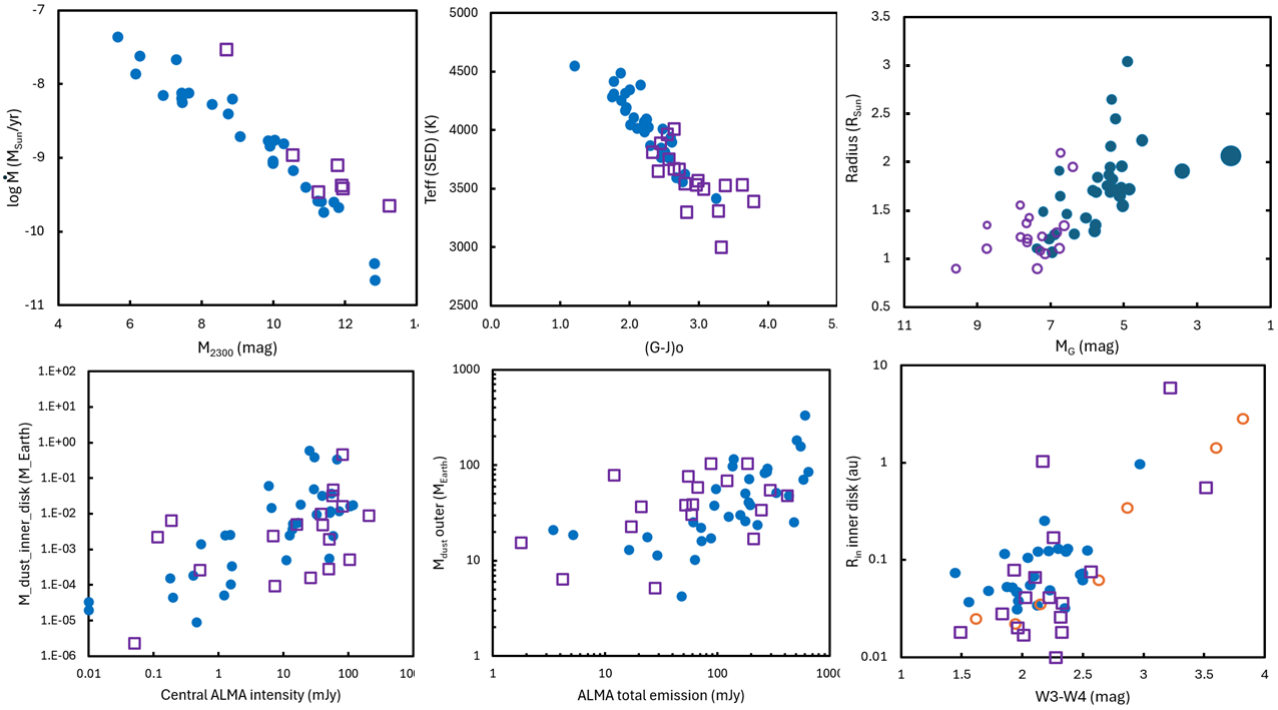


图 2. 本文分析中使用的部分输入和输出参数之间的比较。所有面板中，紫色空心方块表示本文分析的盘的结果，蓝色实心圆表示论文 I 分析的盘的结果。左上面板：2300 Å 处的绝对紫外星等和吸积率 $9M$；中上面板：消光校正后的 $G-J$ 颜色和有效温度；右上面板：绝对 G 星等和半径（此面板中，符号的直径与恒星的有效温度成正比）；左下面板：阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列图像在恒星位置处的强度和内盘的尘埃质量；中下面板：阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列测得的总通量和外盘中的尘埃质量；右下面板：内盘的内半径以及根据广域红外巡天探测器测光得到的 $W3-W4$ 颜色（此面板中，空心符号表示双星）。

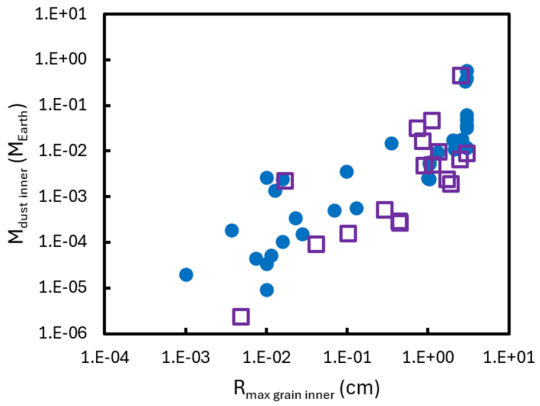


图 3. 尘埃颗粒最大半径与内盘尘埃质量之间的相关性。紫色空心方块表示本文分析的盘的结果，蓝色实心圆表示论文 I 分析的盘的结果。

内盘质量主要取决于能够在匹配中红外光谱能量分布的同时，重现较低中心阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列连续谱辐射所需的最大尘埃颗粒尺寸（图3），这表明内盘中的大颗粒有所耗减。

最后，内盘半径决定了尘埃温度的峰值，因此与热红外色指数密切相关，尤其是 $W3-W4$ 广域红外巡天探测器色指数，它反映了 12 至 22μm 通量比[8]（图2右下图）。

[8] https://www.astro.ucla.edu/~wright/WISE/passbands. html

总之，主要的恒星和盘性质与简单的可观测量密切相关，从而能够进行直接的物理解释，并支持导出参数的稳健性。

4.3. 与先前研究结果的比较

4.3.1. 恒星有效温度

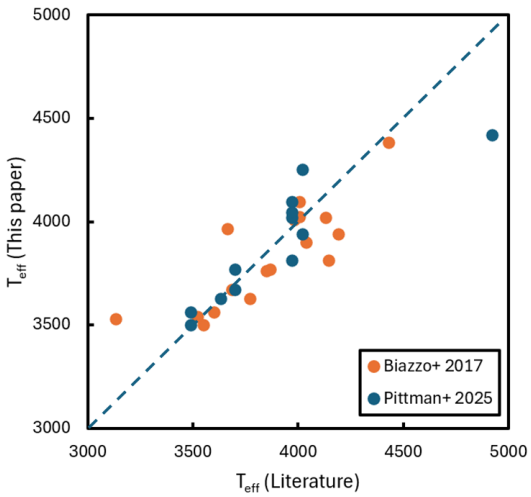


图 4. 比较本文和论文 I 得出的有效温度与文献中的结果。橙色空心方块表示Biazzo 等人(2017) 的数据；蓝色实心圆表示 Pittman 等人(2025) 的数据。虚线表示两者相等。

我们将本文和论文 I 中导出的参数与文献中的数值进行了比较。特别是，恒星有效温度也可以从光谱中导出。我们发现，偏移量和个体差异取决于所考虑的研究。本文与论文 I 的总样本中，有 13 颗恒星与 Flores 等（2022）的样本重合。他们提供了从光学光谱（汇编自文献）和近红外光谱（通过他们自己的分析获得）导出的温度。对于光学估算值，我们的温度高出 104 ± 64 K（均方根散布为 230 K）；对于近红外估算值，则高出 254 ± 54 K（均方根散布为 193 K）。相比之下，我们的温度系统性地低于 Gangi 等（2022）的数值 124 ± 114 K（均方根散布为 411 K；有 13 颗恒星重合）。而我们的结果与 Biazzo 等（2017）和 Pittman 等（2025）的结果一致，偏移量（本文结果减去其他研究结果）分别为 -19 ± 45 K（均方根散布为 179 K；有 16 颗恒星重合）和 -11 ± 53 K（均方根散布为 183 K；有 12 颗恒星重合）（见图 4）。虽然我们的温度估算值未必比光谱学方法所得的更准确，但它们是在整个样本中以一致的方法导出的。若采用高 100 K 的温度，恒星半径将缩小 $\sim 5\%$，推断年龄将增加 $\sim 15\%$。

4.3.2. 吸积率

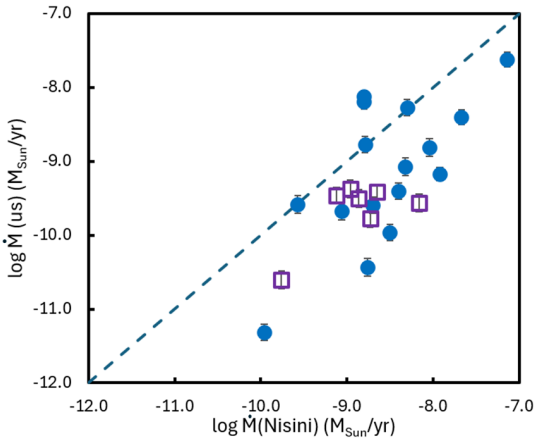


图 5. 本文和论文 I 得出的吸积率与以下研究结果的比较：Nisini 等人（2018）。紫色空心方块表示本文分析的盘的结果，蓝色实心圆表示论文 I 分析的盘的结果。虚线表示相等。

我们将本研究中测定的吸积率（包括论文 I 中的结果）与 Nisini 等（2018）利用高分辨率光谱数据（主要是 X-Shooter 数据）获得的数值进行了比较（见图 5）。我们发现两者具有良好的相关性，但存在显著偏差（-0.66 ± 0） dex，标准差为 0.62 dex，共有 17 颗恒星重合）。与 Pittman 等（2025）估算的数值也吻合较好：对于 12 颗重合恒星，平均差为 -0.62 ± 0）17 dex，均方根散布为 0.60 dex。我们还将本研究的数值与 Delfini 等（2025）近期利用盖亚 XP 光谱（棱镜低分辨率）确定的数值进行了比较；后者适用于本文所考虑的 38 颗恒星。我们的估计值低 -0.30 ± 0）10 dex，标准差为 0.60 dex。需要注意的是，我们利用空间紫外数据直接从吸积光度确定吸积率，而 Nisini 等（2018）和 Delfini 等（2025）则采用了 Alcalá 等（2017）给出的 Hα 发射等效宽度标定。

4.3.3. 恒星年龄

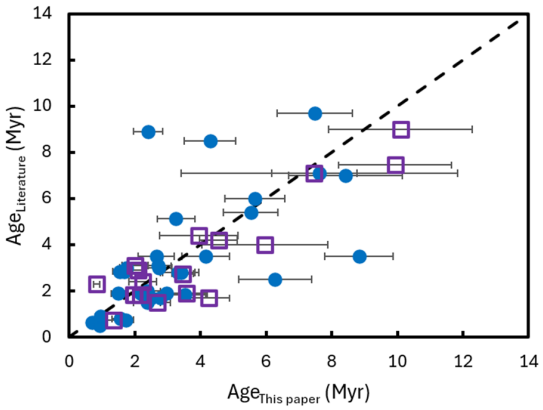


图 6。本文推导的年龄与文献值的比较。紫色空心方块表示本文分析的盘的结果，蓝色实心圆表示论文 I 分析的盘的结果。

确定最佳拟合解后，我们通过将测得的恒星半径与相应动力学质量下的Baraffe 等（2015）等时线进行比较，推导出恒星年龄。这种方法非常适用于质量约为太阳质量的前主序星，因为对这类恒星而言，恒星半径变化迅速，而有效温度则相对恒定。表 A.5 中报告的不确定度仅反映我们分析的内部不确定度。多项研究表明，忽略磁效应的标准恒星演化模型无法完全再现前主序恒星的演化。不过，与有效温度相比，恒星半径对这些效应不那么敏感。使用包含表面星斑和磁抑制对流的模型（Somers 和 Pinsonneault 2015；Feiden 2016；Towner 等人 2025）重新确定年龄后，所得年龄平均大 22%。尽管如此，为确保与论文 I 保持一致，我们仍采用由 Baraffe 等 （2015）等时线推导出的年龄。

图6 比较了本文和论文 I 推导的年龄与文献中的其他测定结果（参考文献见表 A.5 ）。将比较范围限定为本文分析的恒星后，我们发现所得平均年龄偏大$12 \pm 10\%$，单颗恒星的标准差为 42%。我们认为这一结果令人满意。

4.3.4. 盘质量

盘中的尘埃总质量（几乎全部位于外盘）与阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列连续谱图像中的总通量呈正比关系，而对盘温度和尘埃颗粒不透明度的依赖较弱。图 7比较了我们在本文和论文 I 中得出的尘埃总质量与 EXO-ALMA (Curone 等人 2025) 和 AGE-PRO (Agurto-Gangas 等人 2025;Deng 等人 2025项目的结果进行了比较。除尘埃质量最低的两颗恒星 Sz 77 和 2 微米全天巡天 J16202863– 2442087 外，整体吻合良好；对于这两颗恒星，我们得出的数值较高。它们的盘都较为紧致，几乎无法分辨，且外区的密度剖面噪声较大，因此我们的结果对阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列图像的精确零点较为敏感。

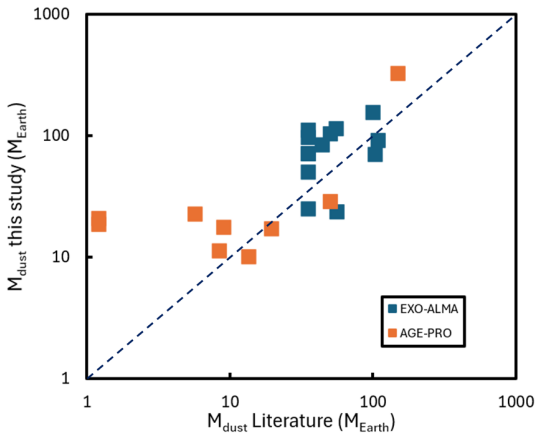


图 7。本文和论文 I 得到的总尘埃质量与EXO-ALMA (Curone 等人 2025：蓝色空心圆）和AGE-PRO(Agurto-Gangas 等人 2025；Deng 等人 2025：橙色空心方块）项目所得结果的比较。虚线表示相等。

5. 讨论

5.1. 盘的演化

图 8 展示了质量吸积率、内盘尘埃质量和外盘尘埃质量随年龄的变化。为此，我们结合了本文和论文 I 的结果。前两个面板中的趋势相当明显，并证实了先前已知的结果（Hartmann 等，1998年；Hernández 等，2007年；Fedele 等人 2010）。然而，与论文 I 中的太阳型恒星相比，本文研究的低质量恒星，其质量吸积率和内盘尘埃质量通常都较低。我们通过多重线性回归量化了这些差异[9]。质量吸积率 $\dot{M}$和 $M_{\rm dust\ 内盘}$ 与恒星质量 $M_\star$ 和年龄之间的相关性由以下公式描述：

$$\log \dot{M} = -9.36 + (2.5 \pm 0.7)\,(\log M_\star + 0.14) - (2.2 \pm 0.4)\,(\log \mathrm{Age} - 0.47),\ \mathrm{r.m.s.} = 0.70\ \mathrm{dex} \quad (1)$$

其中 $\dot{M}$的单位为 $M_\odot\, yr^{-1}$，并且：

$$\log M_{\rm dust\ inner\ disc} = -2.57 + (0.5 \pm 0.9)\,(\log M_\star + 0.14) - (1.9 \pm 0.6)\,(\log \mathrm{Age} - 0.47),\ \mathrm{r.m.s.} = 0.84\ \mathrm{dex} \quad (2)$$

其中 $M_{\rm dust\ 内盘}$的单位为 $M_\oplus$，$M_\star$ 以 $M_\odot$ 为单位，年龄以百万年为单位。若仅考虑年龄小于 8 百万年的恒星并忽略 Haro 6-33（其表现异常），则 $\log M_{\rm dust\ 内盘}$系数的显著性会显著提高。在这种情况下，我们得到：

$$\log M_{\rm dust\ inner} = -2.67 + (1.0 \pm 0.7)\,(\log M_\star + 0.13) - (3.2 \pm 0.5)\,(\log \mathrm{Age} - 0.43),\ \mathrm{r.m.s.} = 0.83\ \mathrm{dex}. \quad (3)$$

吸积率与恒星质量之间关系的斜率在误差范围内与$M_\star^2$ 相符，这一关系采用于先前的研究中（例如，Manara 等，2023年），如图8右侧各面板所示。对于$M_\star$，其与年龄之间的依赖关系较弱而$M_{\rm dust\ 内盘}$中发现的依赖关系则更强，这或许可以用尘埃过滤现象在恒星中的出现比例随$M_\star$变化来解释，下一小节将对此进行讨论。

关于外盘质量，我们注意到，本研究中的恒星样本偏向于具有显著盘结构的恒星（van der Marel，2023年）。尽管许多非常年轻的恒星拥有显著的盘结构，但年龄超过5百万年的恒星中，不到三分之一拥有清晰可探测的盘（Rigliaco 等，2025年；另见第4.1节的讨论）。考虑到这一偏差后，外盘尘埃质量与年龄之间也呈现出一种趋势，不过不如内盘中的趋势明显。

总体而言，这些数据表明，该样本以年轻盘或过渡盘为主。经典过渡盘指近红外超量很少或没有（$\lambda < 10\,\mu$m），且在更长波长处具有显著超量，其程度与金牛座的中位水平相当（Furlan 等，2006年）（Strom 等，1989年；Calvet 等，2002年，2005）。

假设气尘质量比恒定（我们的模型中取 100），我们将内盘质量（此处定义为雪线以内的质量）除以恒星质量吸积率，以估算内盘寿命。在这一近似下，预计该时间尺度能够反映黏性演化盘的基本性质（Lynden-Bell 与 Pringle 1974）。对于年龄小于 2 百万年的系统，推算出的内盘寿命与黏性参数为~ 0.001 时的黏性时间尺度相当（Manara 等 2016；Lodato 等 2017），对应的时间尺度约为 10^4 年（见图 9的上图）。

然而，在年龄为 2–8 百万年的恒星周围的 35 个盘中，有 17 个盘按这种方式估算出的内盘寿命为 < 1000 年。在若干情况下，推算出的时间尺度短得令人对这种解释产生疑虑。我们强调，我们的模型并不能直接约束内盘的总质量，只能约束其尘埃质量；总质量是通过采用固定的气尘比推算得出的。相对较高的吸积率与较低的推算尘埃质量相结合，或许意味着这些盘中的大颗粒已耗尽，从而导致实际气尘比更高。

事实上，如图9下方面板所示，使用直接从模型中推导出的内盘质量后，这一差异在很大程度上得以消除。在这种情况下，推断出的内盘寿命近似随恒星年龄变化，从而为这些盘能够持续存在提供了更合理的解释。原则上，极低的黏度（约为 10^{-5}）可以产生较长的内盘寿命。然而，低黏度会促进颗粒生长（Birnstiel 等 2012；Zagaria 等 2022），这与部分盘所推断出的$R_{\rm max,\ grain,\ inner}$ 较低数值不一致，因此需要另一种解释。由于我们的观测无法直接约束气体质量，推断出的气尘比具有较大的不确定度。因此，我们仅将这一结果解释为定性证据，表明部分内盘可能具有显著升高的气尘比。此外，演化盘可能将其质量的相当大一部分包含在微行星体中，而微行星体不会对观测到的连续谱辐射产生显著贡献。

5.2. 与行星形成的关系

图 10 展示了内盘中最大颗粒半径随恒星年龄的变化。如论文 I 所示，与较年轻的系统相比，数颗年龄为 2–8 百万年的恒星，其内盘中的大颗粒相对稀少。在拥有已知吸积行星的系统中也观察到类似趋势。采用

[9] 我们注意到，在我们的样本中，$M_\star$ 与年龄基本不相关；在51颗恒星中，相关系数为-0.004

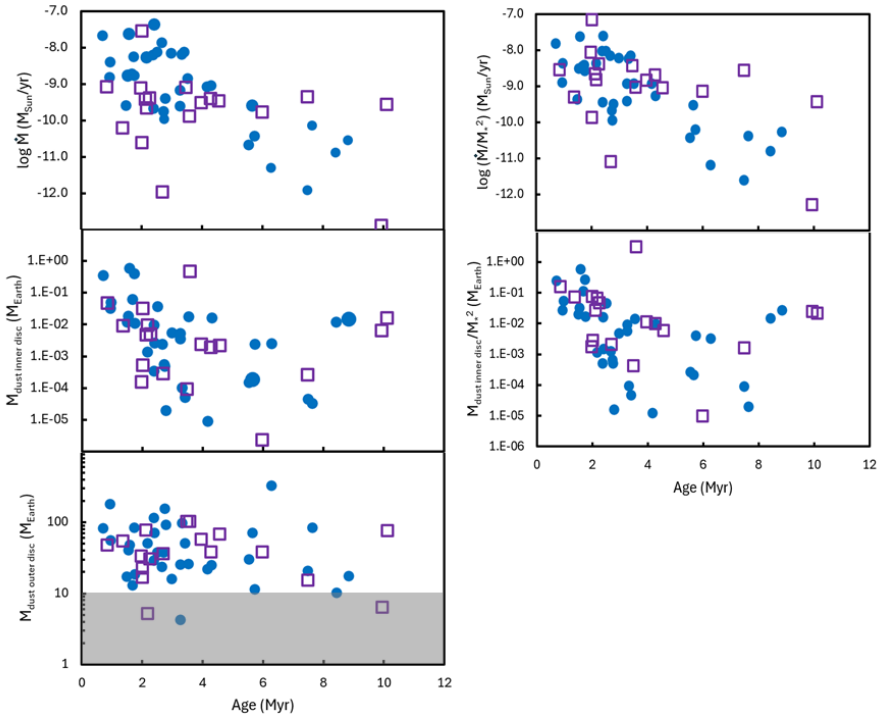


图 8. 质量吸积率（上图）、内盘尘埃质量（中图）和外盘尘埃质量（下图）随年龄的变化趋势。紫色空心方块表示本文分析的吸积盘；蓝色实心圆表示论文 I 中分析的吸积盘。底排的灰色阴影区域标示完备度极低的范围。左列显示观测值，右列显示除以 $(M_\star/M_\odot)^2$ 后的数值，以校正质量吸积率和内盘尘埃质量对恒星质量的依赖。

$R_{max,grain,inner} < 0$.以 03 cm 作为大颗粒耗减的判据（另见 Weber 等（2018）），我们发现，在此年龄范围内的 36 颗恒星中，有 14 颗显示出尘埃过滤的迹象。这种耗减可能源自阻止大颗粒向内漂移的屏障（Zhang 等（2018）），不过也可能存在其他解释（例如 Zhang 等（2015））。

如果将大颗粒耗减视为大质量核正在经历巨行星形成的标志，即使没有直接的行星探测（Zhang 等（2018）），我们的结果表明，在这里考察的系统中，形成此类核（> M⊕，见第1节）至少需要 ∼ 2 百万年。在 2–8 百万年期间，相当一部分盘中似乎发生了尘埃过滤。有趣的是，我们样本中年龄超过 8 百万年的四颗恒星，其内盘中仍保留着大颗粒，尽管内盘尘埃质量极低（< 0。01 M_{Earth}）。这一发现与 Liu 等（2026年）的报告一致：上天蝎座内盘中的平均尘埃粒径（平均年龄 ∼ 9 百万年）系统性地大于较年轻的金牛座星群。综合来看，这些结果表明，大颗粒耗减并非只是盘演化的结果。不过，这一过程的效率取决于颗粒演化，因为即使过滤正在进行，凝聚也能补充内盘中的大颗粒（Zhu 等（2012）；Pfeil 等（2025））。因此，内盘中存在大颗粒并不一定意味着没有发生过滤，而大颗粒稀少则可能表明过滤尤其有效。因此，我们的判据应解读为用于识别具有强过滤证据的盘，而非全面统计过滤发生的情况。由此，符合该判据的盘所占比例可能低估实际发生过滤的盘的比例；在解读我们的结果对巨行星形成的意义时，应考虑这一点。

尘埃过滤的发生也与外盘尘埃质量相关（图 11）。显示出过滤迹象的盘，其外侧尘埃储库通常比其他系统更大，中位尘埃质量分别为 60 ± 8 M⊕和31 ± 16 M⊕。值得注意的是，所有显示出迹象的盘都具有外盘尘埃质量 > 20 M⊕。这一趋势与这样一种情景相符：最终形成巨行星的大质量核优先在质量更大的盘中形成。这也表明，根据第 2节所述筛选标准排除的低质量盘（其尘埃质量通常为 < 10 M⊕；图 11中的灰色区域）不太可能经历显著的尘埃过滤。

我们进一步发现了尘埃过滤频率依赖于恒星质量的证据（图12）。将分析范围限定为年龄为2–8百万年的恒星，并排除不确定的情况（$0.03 < R_{max,grain,inner} < 0.2$厘米，图12中的白色区域）后，我们比较了太阳型前身星（$0.7 < M_\star < 1.4$ M⊙）与早期M型前身星（$0.30 < M_\star < 0.58$ M⊙；Pecaut & Mamajek 2013）。在太阳型系统中，有 11/22（$50 \pm 11\%$）被识别出存在尘埃过滤，其平均恒星质量为0.96 ± 0.21 M⊙；相比之下，早期M型系统中有 1/11 （$9 \pm 9\%$）存在尘埃过滤，其平均质量为0.40 ± 0.06 M⊙。Fisher精确检验表明，随机产生如此差异的概率为2.2%，这为尘埃过滤频率依赖于恒星质量提供了证据。如果尘埃过滤能够追踪大质量核的形成，而这些核随后会增长为巨行星，那么这一趋势在定性上与M型恒星周围较低的巨行星出现率一致。然而，它并不能反映低质量恒星周围低质量行星较高的出现率。

为了将这一结果置于巨行星发生率的背景下，图 12 比较了 2–8 百万年系统中的尘埃过滤频率与 Johnson 等人针对场恒星测得的巨行星发生率对恒星质量的依赖关系Johnson 等人 (2010)。结合论文 I 和本研究的样本，太阳型恒星与早期 M 型恒星之间的过滤频率之比，与 $f = 0.07\ (M_\star/M_\odot)^{1.2}$ 所推导的关系一致Johnson 等人 (2010)。然而，过滤频率的绝对值要高得多。这种差异部分可能源于第 2 节所讨论的对低质量盘的选择性排除。由于这类盘不太可能发生显著的尘埃过滤，我们根据以下因素对观测到的频率进行了校正：

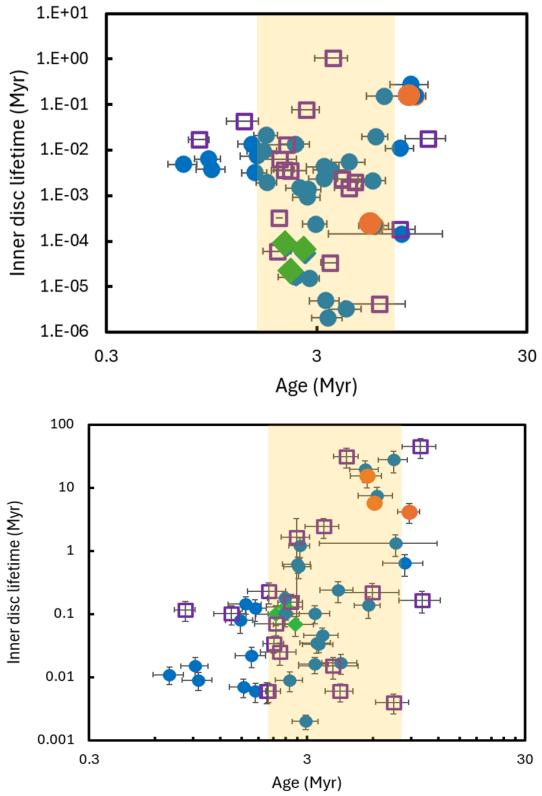


图9。 内盘寿命随年龄的变化趋势。上图：假设气尘比恒定为 100 得到的气体质量。下图：直接根据我们的模型确定的气体质量。紫色空心方块表示本文分析的盘；蓝色实心圆表示论文 I 分析的盘。绿色菱形表示具有大尺度不对称性的盘，橙色实心圆表示拥有吸积行星的恒星。阴影区域表示 2–8 百万年的时期，此时巨行星核心可能仍在形成。

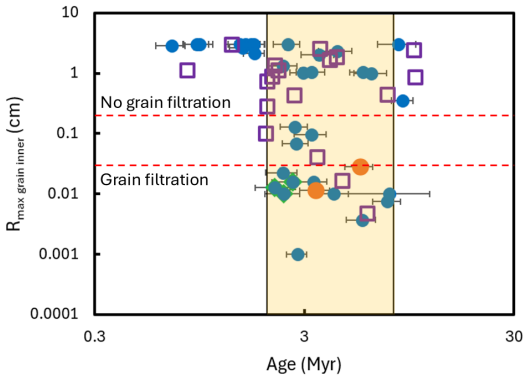


图10。 内盘尘粒最大半径随年龄的变化趋势。紫色空心方块表示本文分析的盘的结果，蓝色实心圆表示论文 I 分析的盘。绿色菱形表示呈现大尺度不对称性的盘。橙色实心圆表示拥有吸积行星的恒星。阴影区域表示 2–8 百万年的时期，此时巨行星核心可能正在形成。我们将有尘埃过滤证据的盘定义为满足 $R_{max,\ grain,\ inner} < 0$。03 厘米（见 Weber 等（2018）），而将没有过滤的盘定义为满足 R

max grain inner ＞，，。厘米。

0 2

样本中被排除的、0.89毫米通量低于 25 毫央斯基的盘所占比例。校正后的频率以图 12 中的实心符号表示。尽管校正降低了测得的频率，但并未消除这种差异——

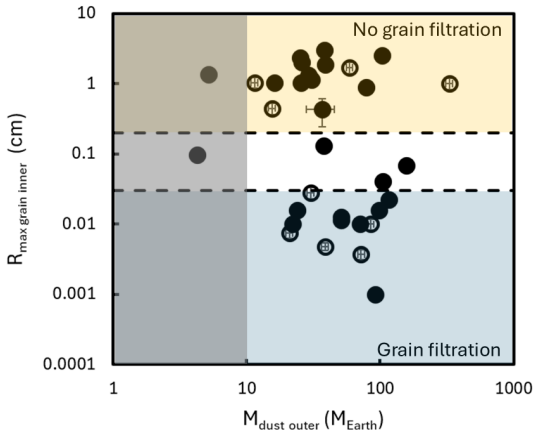


图11。 内盘尘粒最大半径随外盘尘埃质量的变化趋势。实心符号表示年龄为 2 <年龄5 5 < < 8 百万年的恒星，空心符号表示年龄为 年龄 百万年的恒星。我们将具有尘埃过滤证据的盘定义为 $R_{max,grain,}$.03 cm（见 Weber 等（2018）），将没有过滤的盘定义为 R max grain inner ＞„. 0.2 cm。外盘尘埃质量较低处的灰色阴影区域表示本研究存在较高的不完备性。

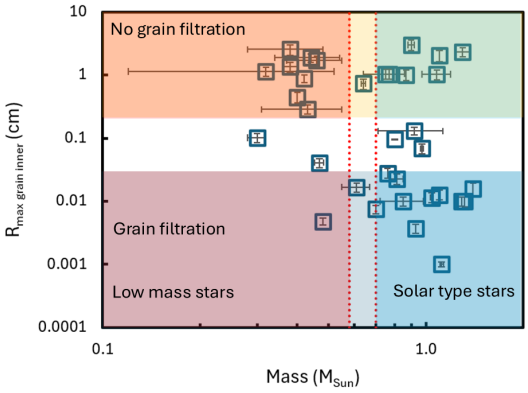


图12。 年龄为2–8百万年的恒星，其内盘最大尘埃颗粒半径随恒星质量的变化；预计巨行星核会在这一时期形成。若 $R_{max,grain,inner} < 0.$ 03 cm（见 Weber 等（2018）），我们将盘归类为显示尘埃过滤证据；若 $R_{max,grain,inner} > 0.2$ cm，则归类为没有过滤证据。太阳型恒星定义为质量为 0.7 $< M_\star <$ 1.5 M⊙ 的恒星，而被视为主序早型M矮星前身星的低质量恒星，其质量为 0.30 $< M_\star <$ 0.58 M⊙。

与场恒星中测得的巨行星发生率相符。在 1.0 M⊙ 时，校正后的过滤频率为 0.28±0.07，与 ∼ 0.07 相比，这是 Johnson 等人(2010) 的关系所预测的值。

这种差异在一定程度上可能反映了两个样本所代表的恒星形成环境不同。我们的样本旨在纳入附近恒星形成区中拥有长寿命盘的恒星，因此很可能无法代表Johnson 等人所研究的古老场恒星的前身。预计大多数场恒星形成于质量远大于太阳邻域目前所见稀疏区域（如金牛座、豺狼座和上天蝎座）的星协中（例如Lada 与 Lada（2003））。此外，Grat-ton 等人（2024，2025）发现，巨行星的频率取决于宿主恒星形成所在星协的质量和年龄；他们仅考虑了单星以及拥有足够远距离伴星的双星。要量化恒星形成环境的影响，

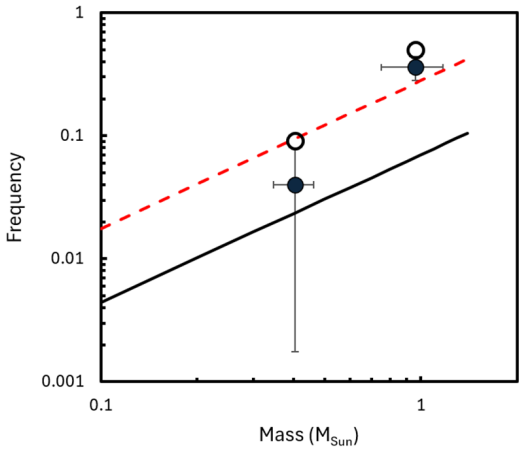


图13。论文 I 和本研究（黑色空心圆）中年龄范围为 2–8 百万年的盘所显示的尘埃过滤证据频率随恒星质量的变化，并根据第2节讨论的盘质量相关偏差进行校正（黑色实心圆）。实线表示巨行星频率随恒星质量的变化，数据引自Johnson 等人(2010)。虚线采用相同斜率绘制，但假设恒星质量为 1.0 M⊙时巨行星频率为 0.27，而非 0.07。

能产生的影响，我们注意到，样本中大多数年龄为 2–8 百万年的恒星属于金牛座（15 颗）或豺狼座（12 颗），其余大多数则与类似的稀疏区域有关，包括南冕座北部和蝾螈座。对 Esplin 与 Luhman（2019）推导的金牛座恒星质量函数进行积分，得到的恒星总质量为 ∼ 130 M⊙；纳入低质量伴星后，这一数值增至 ∼ 170 M⊙。豺狼座的恒星数量约为金牛座的一半（Luhman 2020，2023）。这些数值很可能是下限，因为这两个区域仍在形成恒星。如果它们的恒星质量在恒星形成结束前大约翻倍，那么 Gratton 等人（2025）的方程（3）预测，在质量如此的星协中形成的太阳型恒星，其巨行星发生率为 0.3 ± 01。这与我们样本中测得的校正后过滤频率相当。3 ± 0

这一吻合表明，与根据场恒星群体推断的巨行星发生率相比，我们样本中测得的较高过滤频率，至少部分可能反映了两个样本所代表的恒星形成环境存在差异。按照这一解释，尘埃过滤与巨行星形成之间的联系，可能不仅取决于恒星和盘的性质，也取决于行星系统形成的环境。

最后，我们的样本中唯一显示出尘埃过滤迹象的低质量恒星是 Sz 91，这与Maucó 等人（2021）的研究结果一致。其尘埃盘的特征是一个峰值位于 ∼ 90天文单位、内半径为 ∼ 65 天文单位的环（Tsukagoshi 等人 2014）。值得注意的是，Maio 等人（准备中）据称利用甚大望远镜上的 ERIS 高对比度成像，获得了空腔内存在一颗巨行星的证据。如果得到证实，这一探测将为 Sz 91 中观测到的尘埃过滤特征与巨行星形成相关联提供独立证据。论文 I 第 4.2 节也指出了类似现象，即盘空腔的存在与可能发生的尘埃过滤有关；这一结论适用于整个太阳型恒星样本，其中发现Parker 等人（2022）的盘分类与 $R_{\mathrm{max,\ grain}}$ （或内盘尘埃粒径分布的斜率）之间存在相关性。

6. 结论

在此前的一篇论文（Gratton 与 Rigliaco 2026）中，我们使用一个简单模型，同时再现了太阳型恒星周围 33 个盘的光谱能量分布和高分辨率阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列尘埃连续谱图像（0.7 $< M_\star <$ 1.5 M⊙）。这些恒星经过筛选，其动力学质量可由分子气体盘的运动学推导得出，因此我们能够利用年龄–半径关系估算各恒星较为准确的年龄。因此，所选样本使我们能够研究多种盘性质随年龄的演化。具体而言，我们发现，年龄为 2–8 百万年的盘中，约有一半的内盘出现大颗粒耗减（$R_{\mathrm{max,\ grain,\ inner}} <$ 0.03 厘米），而年龄小于 2 百万年的盘中则未观察到这种耗减。我们认为，这一结果可能源于压力结构对大颗粒的过滤，而这些压力结构与正在形成的巨行星核心增长至数十个地球质量有关。如果这一解释正确，那么随着恒星质量降低，显示尘埃过滤迹象的盘的比例应当下降，因为已知演化后的低质量恒星周围巨行星的发生率较低。

随后，我们将论文 I 中所述的相同方法应用于一个由 18 颗具有显著盘结构的低质量恒星组成的样本。这些恒星按照论文 I 中采用的相同标准选取，从而将我们的分析扩展到更广泛的恒星质量范围。结果证实，在非常年轻的盘中（年龄 $<$ 2 百万年），没有颗粒过滤的证据。在年龄为 2–8 百万年的较老系统中，我们在围绕 0.30 $< M_\star <$ 0.58 M⊙质量恒星的 11 个盘中，仅发现一个存在尘埃过滤的证据。这些恒星很可能是主序早期 M 型恒星的前身星。显示出过滤迹象的恒星比例为 0.09 ± 0.09，因此显著低于质量与太阳相近的恒星所测得的比例 0.50 ± 0.10。这种差异偶然出现的概率仅为 1.9%，表明过滤频率对恒星质量的依赖很可能具有显著性。这一结果支持这样的假设：尘埃过滤与正在形成的巨行星核心的增长有关，而众所周知，巨行星的出现率会随着恒星质量降低而下降。我们还发现，有过滤迹象的盘通常质量相对较大，其外盘尘埃质量 $>$ 20 M⊕，这表明高效的颗粒过滤更容易发生在大质量盘中。尽管这类系统中类海王星行星和低质量行星的出现率更高（Mulders 等，2015；Mulders，2018），但低质量恒星周围的过滤频率并未相应上升，这表明颗粒过滤可能并非与这些低质量行星形成相关的高效机制。

然而，在论文 I 和本研究测得的 2–8 百万年年龄范围内，表现出尘埃过滤证据的盘的发生率，高于在质量相当的场恒星周围观测到的巨行星发生率。这一差异部分可能源于两项研究所考察的样本固有地偏向于质量较大、较为显著的盘，尽管这种选择效应似乎不足以完全解释这一不一致。另一种可能性是，这一差异反映了两个样本所代表的不同恒星形成环境。此前的研究表明，巨行星的发生率可能取决于其宿主恒星形成所在恒星协会的性质；与较老的场恒星群体相比，一些年轻且相对稀疏的恒星协会中推断出的发生率更高。如果尘埃过滤与巨行星形成有关，那么形成环境的差异可能因此促成了我们样本中较高的过滤发生率。

境的差异可能因此促成了我们样本中较高的过滤发生率。这一可能性可以通过将分析扩展到质量更大的恒星形成区域来检验，例如猎户座星云星团，并利用高分辨率（< 50 mas）观测（例如参见Otter 等，2021）。

致谢。本文使用了以下阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列数据：ADS/JAO.ALMA#2015.1.01083.S。阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列由欧洲南方天文台（代表其成员国）、美国国家科学基金会（美国）和日本国家自然科学研究院（日本）共同合作，并与加拿大国家研究委员会、台湾国家科学及技术委员会和中央研究院天文及天文物理研究所，以及韩国天文研究院合作，同时与智利共和国合作。联合ALMA天文台由欧洲南方天文台、大学天文研究协会/国家射电天文台和日本国立天文台运营。R.G. 和 E.R. 感谢意大利国家天体物理研究所（INAF）“INAF 2023基础研究计划”及“INAF 2023大型资助项目‘NextSTEPS’”提供的支持。

参考文献

Agurto-Gangas, C., Pérez, L. M., Sierra, A., et al. 2025, 《天体物理学杂志》, 989, 4
Aizawa, M., Suto, Y., Oya, Y., Ikeda, S., & Nakazato, T. 2020, 《天体物理学杂志》, 899, 55
Alcalá, J. M., Manara, C. F., Natta, A., et al. 2017, 《天文学与天体物理学》, 600, A20
Alcalá, J. M., Natta, A., Manara, C. F., et al. 2014, 《天文学与天体物理学》, 561, A2
Anathpindika, S. & Whitworth, A. P. 2008, 《天文学与天体物理学》, 487, 605
Andrews, S. M., Rosenfeld, K. A., Kraus, A. L., & Wilner, D. J. 2013, 《天体物理学杂志》, 771, 129
Ansdell, M., Williams, J. P., Trapman, L., et al. 2018, 《天体物理学杂志》 , 859, 21
Ansdell, M., Williams, J. P., van der Marel, N., et al. 2016, 《天体物理学杂志》, 828, 46
Armitage, P. J. 2020, 行星形成天体物理学，第二版
Bally, J., Walawender, J., & Reipurth, B. 2012, 《天文学杂志》, 144, 143
Baraffe, I., Homeier, D., Allard, F., & Chabrier, G. 2015, 《天文学与天体物理学》, 577, A42
Beitia-Antero, L. & Gómez de Castro, A. I. 2016, 《天文学与天体物理学》, 596, A49
Bianchi, L., Herald, J., Efremova, B., et al. 2011, 《天体物理学与空间科学》, 335, 161
Biazzo, K., Frasca, A., Alcalá, J. M., et al. 2017, 《天文学与天体物理学》, 605, A66
Birnstiel, T. 2024, 《天文学与天体物理学年度评论》, 62, 157
Birnstiel, T., Andrews, S. M., & Ercolano, B. 2012, 《天文学与天体物理学》, 544, A79
Boss, A. P. 1997, 《科学》, 276, 1836
Braun, T. A. M., Yen, H.-W., Koch, P. M., et al. 2021, 《天体物理学杂志》, 908, 46
Bryant, E. M., Bayliss, D., & Van Eylen, V. 2023, 《皇家天文学会月报》, 521, 3663
Calvet, N., D’Alessio, P., Hartmann, L., et al. 2002, 《天体物理学杂志》, 568, 1008
Calvet, N., D’Alessio, P., Watson, D. M., et al. 2005, 《天体物理学杂志》, 630, L185
Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, 《天体物理学杂志》, 345, 245
Chang, E., Youdin, A. N., & Krapp, L. 2023, 《天体物理学杂志》, 946, L1
Charnoz, S., Avice, G., Hyodo, R., Pignatale, F. C., & Chaussidon, M. 2021, 《天文学与天体物理学》, 652, A35
Connelley, M., Flores, C., & Reipurth, B. 2026, 《天体物理学杂志》, 997, L46
Curone, P., Facchini, S., Andrews, S. M., et al. 2025, 《天体物理学杂志》, 984, L9
Cutri, R. M. & et al. 2012, VizieR 在线数据目录：WISE 全天数据发布 (Cutri+ 2012), VizieR在线数据目录：II/311。最初发表于：2012wise.rept....1C
Delfini, L., Vioque, M., Ribas, Á., & Hodgkin, S. 2025, 《天文学与天体物理学》, 699, A145
Deng, D., Vioque, M., Pascucci, I., et al. 2025, 《天体物理学杂志》, 989, 3
Dr.a˙zkowska, J. & Alibert, Y. 2017, 《天文学与天体物理学》, 608, A92
Dr.a˙zkowska, J., Li, S., Birnstiel, T., Stammler, S. M., & Li, H. 2019, 《天体物理学杂志》, 885, 91
Esplin, T. L. & Luhman, K. L. 2019, 《天文学杂志》, 158, 54
Facchini, S., van Dishoeck, E. F., Manara, C. F., et al. 2019, 《天文学与天体物理学》, 626, L2
Fedele, D., van den Ancker, M. E., Henning, T., Jayawardhana, R., & Oliveira, J. M. 2010, 《天文学与天体物理学》, 510, A72
Feiden, G. A. 2016, 《天文学与天体物理学》, 593, A99
Fischer, W., Edwards, S., Hillenbrand, L., & Kwan, J. 2011, 《天体物理学杂志》, 730, 73
Flores, C., Connelley, M. S., Reipurth, B., & Duchêne, G. 2022, 《天体物理学杂志》 925, 21
Frasca, A., Biazzo, K., Alcalá, J. M., et al. 2017, 《天文学与天体物理学》 , 602, A33
Furlan, E., Hartmann, L., Calvet, N., et al. 2006, 《天体物理学杂志增刊》, 165, 568
Gaia 合作组. 2022, VizieR 在线数据目录：盖亚第三次数据发布第1部分。主源表 (Gaia Collaboration, 2022), VizieR在线数据目录：I/355。最初发表于：2023A&A...674A...1G; 数字对象标识符:10.1051/0004-63
Gaia 合作组, Vallenari, A., Brown, A. G. A., et al. 2023, 《天文学与天体物理学》, 674, A1
Galli, P. A. B., Bouy, H., Olivares, J., et al. 2020, 《天文学与天体物理学》, 643, A148
Gangi, M., Antoniucci, S., Biazzo, K., et al. 2022, 《天文学与天体物理学》, 667, A124
Gratton, R., Bonavita, M., Mesa, D., et al. 2024, 《天文学与天体物理学》, 685, A119
Gratton, R., Bonavita, M., Mesa, D., et al. 2025, 《天文学与天体物理学》, 694, A175
Gratton, R. & Rigliaco, E. 2026, 《天文学与天体物理学》, 715, A21
Greaves, J. S. 2010, 《皇家天文学会月报》, 409, L44
Guerra-Alvarado, O. M., van der Marel, N., Williams, J. P., et al. 2025, 《天文学与天体物理学》, 696, A232
Guilloteau, S., Dutrey, A., Piétu, V., & Boehler, Y. 2011, 《天文学与天体物理学》, 529, A105
Hartmann, L., Calvet, N., Gullbring, E., & D’Alessio, P. 1998, 《天体物理学杂志》, 495, 385
Hashimoto, J., Muto, T., Dong, R., et al. 2021, 《天体物理学杂志》, 911, 5
Herczeg, G. J. & Hillenbrand, L. A. 2014, 《天体物理学杂志》, 786, 97
Hernández, J., Calvet, N., Briceño, C., et al. 2007, 《天体物理学杂志》, 671, 1784
赫歇尔团队, Schulz, B., Marton, G., et al. 2024, VizieR 在线数据目录：赫歇尔/SPIRE 点源目录 (HSPSC) (赫歇尔团队+, 2017), VizieR 在线数据目录：VIII/112。原始发表于：赫歇尔目录 (2017)
Houge, A., Johansen, A., Banzatti, A., & Grant, S. 2026, 《天文学与天体物理学》, 710, A79
Husser, T.-O., Wende-von Berg, S., Dreizler, S., et al. 2013, 《天文学与天体物理学》, 553, A6
Izidoro, A., Dasgupta, R., Raymond, S. N., et al. 2022, 《自然 · 天文学》 , 6, 357Izquierdo, A. F., Stadler, J., Galloway-Sprietsma, M., et al. 2025, 《天体物理学杂志》, 984, L8
Johnson, J. A., Aller, K. M., Howard, A. W., & Crepp, J. R. 2010, 《太平洋天文学会刊》, 122, 905Kalyaan, A., Pinilla, P., Krijt, S., et al. 2023, 《天体物理学杂志》, 954, 66
Kleine, T., Budde, G., Burkhardt, C., et al. 2020, 《空间科学评论》, 216, 55
Kratter, K. & Lodato, G. 2016, 《天文学与天体物理学年度评论》, 54, 271
Kruijer, T. S., Burkhardt, C., Budde, G., & Kleine, T. 2017, 《美国国家科学院院刊》, 114, 6712
Lada, C. J. & Lada, E. A. 2003, 《天文学与天体物理学年度评论》, 41, 57
Liu, H. B., Muto, T., Konishi, M., et al. 2024, 《天文学与天体物理学》, 685, A18
Liu, Y., Pascucci, I., Gao, F., et al. 2026, 《天体物理学杂志》, 1004, 162
Lodato, G., Scardoni, C. E., Manara, C. F., & Testi, L. 2017, 《皇家天文学会月报》, 472, 4700
Longarini, C., Lodato, G., Rosotti, G., et al. 2025, 《天体物理学杂志》, 984, L17
Luhman, K. L. 2020, 《天文学杂志》, 160, 186
Luhman, K. L. 2023, 《天文学杂志》, 165, 37
Luhman, K. L., Allen, P. R., Espaillat, C., Hartmann, L., & Calvet, N. 2010, 《天体物理学杂志增刊》, 186, 111
Lynden-Bell, D. & Pringle, J. E. 1974, 《皇家天文学会月报》, 168, 603
Manara, C. F., Ansdell, M., Rosotti, G. P., et al. 2023, 载于《太平洋天文学会会议系列》第534卷, 《原恒星与行星 VII》, 编者：S. Inutsuka, Y. Aikawa, T. Muto, K. Tomida, & M. Tamura, 539
Manara, C. F., Rosotti, G., Testi, L., et al. 2016, 《天文学与天体物理学》, 591, L3
Maucó, K., Carrasco-González, C., Schreiber, M. R., et al. 2021, 《天体物理学杂志》, 923, 128
McGroarty, F. & Ray, T. P. 2004, 《天文学与天体物理学》, 420, 975
Mohanty, S., Greaves, J., Mortlock, D., et al. 2013, 《天体物理学杂志》, 773, 168
Mordasini, C. 2014, 《天文学与天体物理学》, 572, A118
Mordasini, C., Alibert, Y., Klahr, H., & Henning, T. 2012, 《天文学与天体物理学》, 547, A111
Mulders, G. D. 2018, 载于《系外行星手册》, 编者：H. J. Deeg & J. A. Belmonte, 153Mulders, G. D., Pascucci, I., & Apai, D. 2015, 《天体物理学杂志》, 798, 112
Nisini, B., Antoniucci, S., Alcalá, J. M., et al. 2018, 《天文学与天体物理学》, 609, A87
Ochsenbein, F., Bauer, P., & Marcout, J. 2000, 《天文学与天体物理学增刊系列》, 143, 23
Otter, J., Ginsburg, A., Ballering, N. P., et al. 2021, 《天体物理学杂志》, 923, 221
Paardekooper, S.-J. & Mellema, G. 2006, 《天文学与天体物理学》, 453, 1129
Page, M. J., Brindle, C., Talavera, A., et al. 2023, VizieR 在线数据目录：XMM-OM 偶然发现源巡天目录 (XMM-SUSS6.0) (Page+, 2023), VizieR 在线数据目录：II/378。原始发表于：2012MNRAS.426..903P
Parker, R., Ward-Thompson, D., & Kirk, J. 2022, 《皇家天文学会月报》, 511, 2453
Pecaut, M. J. & Mamajek, E. E. 2013, 《天体物理学杂志增刊》, 208, 9
Pfeil, T., Armitage, P. J., & Jiang, Y.-F. 2025, 《天体物理学杂志》, 994, 272
Pittman, C. V., Espaillat, C. C., Robinson, C. E., et al. 2025, 《天体物理学杂志》, 992, 134
Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, 《伊卡洛斯》, 124, 62
Ratzenböck, S., Großschedl, J. E., Alves, J., et al. 2023, 《天文学与天体物理学》, 678, A71
Ribas, Á., Espaillat, C. C., Macías, E., et al. 2017, 《天体物理学杂志》, 849, 63
Rice, W. K. M., Armitage, P. J., Wood, K., & Lodato, G. 2006, 《皇家天文学会月报》, 373, 1619Rigliaco, E., Gratton, R., & Nascimbeni, V. 2025, 《天文学与天体物理学》, 701, A242
Safronov, V. S. 1972, 原行星云的演化与地球和行星的形成。
Simon, M., Guilloteau, S., Beck, T. L., et al. 2019, 《天体物理学杂志》, 884, 42
Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, 《天文学杂志》, 131, 1163
Somers, G. & Pinsonneault, M. H. 2015, 《天体物理学杂志》 , 807, 174
斯皮策科学中心 (SSC) & 红外科学档案 (IRSA). 2021, VizieR 在线数据目录：斯皮策（SEIP）源列表 (SSTSL2) (斯皮策科学中心, 2021), VizieR 在线数据目录：II/368。原始发表于：斯皮策科学中心 (SSC), IRSA (2021)
Strom, K. M., Newton, G., Strom, S. E., et al. 1989, 《天体物理学杂志增刊》, 71, 183
Terada, Y., Liu, H. B., Mkrtichian, D., et al. 2023, 《天体物理学杂志》, 953, 147
Towner, A. P. M., Eisner, J. A., Sheehan, P. D., Hillenbrand, L. A., & Wu, Y.-L. 2025, 《天体物理学杂志》, 994, 214
Trapman, L., Zhang, K., Rosotti, G. P., et al. 2025, 《天体物理学杂志》, 989, 5
Tsukagoshi, T., Momose, M., Hashimoto, J., et al. 2014, 《天体物理学杂志》, 783, 90
Tsukagoshi, T., Momose, M., Kitamura, Y., et al. 2019, 《天体物理学杂志》, 871, 5
Ueda, T., Kataoka, A., & Tsukagoshi, T. 2022, 《天体物理学杂志》, 930, 56
van der Marel, N. 2023, 《欧洲物理学杂志 Plus》, 138, 225
Weber, P., Benítez-Llambay, P., Gressel, O., Krapp, L., & Pessah, M. E. 2018, 《天体物理学杂志》, 854, 153Weidenschilling, S. J. 1977, 《皇家天文学会月报》, 180, 57
Willson, M., Kraus, S., Kluska, J., et al. 2016, 《天文学与天体物理学》, 595, A9
Woitke, P., Kamp, I., Antonellini, S., et al. 2019, 《太平洋天文学会刊》, 131, 064301
Wolf, C., Onken, C. A., Luvaul, L. C., et al. 2018, 《澳大利亚天文学会刊》, 35, e010
Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, 《天文学杂志》, 140, 1868
Yershov, V. N. 2014, 《天体物理学与空间科学》, 354, 97
Zagaria, F., Rosotti, G. P., Clarke, C. J., & Tabone, B. 2022, 《皇家天文学会月报》, 514, 1088
Zhang, K., Blake, G. A., & Bergin, E. A. 2015, 《天体物理学杂志》, 806, L7
Zhang, S., Zhu, Z., Huang, J., et al. 2018, 《天体物理学杂志》, 869, L47
Zhu, Z., Nelson, R. P., Dong, R., Espaillat, C., & Hartmann, L. 2012, 《天体物理学杂志》 , 755, 6

附录 A：输入数据

表格A.1、A.2和 A.3给出了分析中使用的输入数据。表 A.4和 A.5 列出了输出参数。接下来，我们将对各个天体作一些说明。

CW Tau：按照我们的标准流程，CW Tau 所采用的 K3 光谱型（Luhman 等人，2010）根据 Pecaut & Mamajek (2013) 的表格对应于本征颜色 $(B_p - R_p)_0 = 1.21$。将该数值与观测颜色 $B_p - R_p = 2.139$ 进行比较，可得到 $A_V = 1.956$ mag 的消光。利用这些数值，我们推导出 8.5 ± 1.9 百万年的年龄，明显大于 L1495 星群的中位年龄（1.8 百万年；Gratton 等人，待发表）。这一年龄似乎也与 CW Tau 的其他性质不一致，包括其相对较高的吸积率（$\log \dot{M} = -7.57 \pm 0.07$ M⊙ yr^{-1}）以及明显的双极喷流（McGroarty 和 Ray，2004）。这一异常偏大的年龄可能与光学波段中吸积相关辐射的贡献有关；在短于∼ 0.7 µm 的波长处，这种辐射可能会主导恒星通量。事实上，Fischer 等人（2011）以及 Herczeg 和 Hillenbrand（2014）曾报告 CW Tau 在光学波段具有较高的光谱稀释，其数值约为 1。如果光学辐射受到吸积的显著污染，那么恒星光球光度——以及恒星半径和年龄——就无法根据光学通量得到可靠约束。因此，我们采用 Herczeg 和 Hillenbrand（2014）所获得的 $A_V = 1.74$ mag 消光，并假定年龄为 ∼ 2 百万年，这与 L1495 星群的年龄一致。这些假设意味着恒星半径为 $R_* \sim 1.95$ R⊙。

DM Tau：Longarini等人（2025）给出的质量为 0.47 ± 0.02M⊙，我们在分析中采用了这一数值。Willson等人（2016）使用额外的点源对其稀疏孔径掩模观测进行了建模，该点源位于 43 mas（∼ 6 天文单位），绝对星等为 $M_K = 11.0 \pm 0.3$ mag，显著性为 4。27 σ如果该点源是物理伴星，那么其质量应达到行星级。双星性可能得到盖亚 *Gaia*（RUWE=1.487）参数中相对较高的重归一化单位权重误差值的支持。然而，这些伴星证据也可能源于内盘中的非对称光分布，正如一些作者所提出的（Hashimoto等人 2021；Terada等人 2023；Liu等人 2024）。

Haro 6-33，又名 IRAS 04385+2550：这颗恒星与强劲的喷流相关联（Anathpindika&Whitworth 2008；Bally 等，2012），这表明其正处于活跃且相对年轻的恒星演化阶段。然而，若假设其为单星系统，我们推导出的年龄为 6.7 ± 1。4 百万年。这个相对较大的年龄与强劲喷流的存在并不相符。如果 Haro 6-33 实为双星系统，则这一矛盾或可得到缓解；其较高的盖亚重归一化单位权重误差值（RUWE）（5.057）也支持这一判断。按照 Gratton 等人(2024) 采用的方法，我们发现，最能拟合 RUWE 信号的是一个由质量为 0.38 M⊙ 的主星和质量为 0.22 M⊙ 的伴星组成、间距为 1.7 天文单位的系统。由此得到的总质量为 0.60 M⊙，与 0.60 ± 0。10 M⊙ 的数值相符，该数值由 Simon等人 (2019) 根据盘的运动学推导得出。采用 0.38 M⊙ 作为主星质量，得到的年龄为 3.6 ± 0。6 百万年，这是我们分析中采用的数值。

Sz 73：同样在这种情况下，我们推导出的年龄较大，这与较高的消光有关。K7型的光谱型来自Alcalá 等人(2014)，他们也测得较高的红化，并得出该恒星年龄较大的类似结论。我们没有发现需要修改这一分析的理由。

Star	RA	Dec	HST		星系演化探测器		XMM/UVOT		
	（度）	（度）	COS	STIS	FUV	NUV	UVW2	UVM	UVW1
CW Tau	63.57089	28.18261	Yes		Yes	Yes	Yes	Yes	Yes
CX Tau	63.69947	26.80296			Yes				
CY Tau	64.39058	28.34622	Yes	Yes					
FT Tau	65.91332	24.93719							
DM Tau	68.45311	18.16936	Yes						
HO Tau	68.83426	22.53730							
DO Tau	69.61915	26.18031							
Haro 6-33	70.41180	25.94068							
HM Lup	236.96088	-35.47660	Yes						
Sz 73	236.98719	-35.24310							
2MASS J16000236-4222145	240.00976	-42.37083							
Sz 91	241.79822	-39.06329							
2MASS J16085324-3914401	242.22178	-39.24459							
Sz 111	242.22780	-39.62875	Yes						
Sz 114	242.25765	-39.08689	Yes						
Sz 123	242.71489	-38.88726							
2MASS J16145026-2332397	243.70939	-23.54447							
2MASS J16163345-2521505	244.13931	-25.36417							

表 A.1：空间紫外数据。

Star	π	G	$B_P - R_P$	光谱类型	A_V	$M_\star$	ref	i	PA	ref
	（毫角秒）	（星等）	（星等）		（星等）	(M⊙)		(度)	(度)	
CW Tau	7.602	12.775	2.139	K3	1.74	0.64 ± 0.01	2	58.5	61.4	9
CX Tau	7.891	12.601	2.406	M1.5	0.581	0.38 ± 0.02	2	55.1	66.2	5
CY Tau	7.916	12.480	2.211	M1.5	0.171	0.30 ± 0.02	2	28.5	153.0	3
FT Tau	7.681	13.604	2.569	M2.8	0.259	0.35 ± 0.05	1	35.5	121.8	1
DM Tau	6.942	13.096	2.029	M2	0.000	0.47 ± 0.02	13	39.8	335.7	8
HO Tau	6.080	13.982	1.459	M0.5	0.000	0.44 ± 0.10	1	55.0	116.3	1
DO Tau	7.219	12.381	2.059	M1	0.000	0.54 ± 0.07	1	27.6	170.0	1
Haro 6-33	6.266	15.969	3.201	M0.5	2.591	0.38	7	61.2	158.5	12
HM Lup	6.381	13.498	2.413	M3	0.000	0.42	6	31.5	47.89	4
Sz 73	6.336	14.490	2.750	K7	2.211	0.86 ± 0.23	1	29.5	110.0	1
2MASS J16000236-4222145	6.235	14.737	2.922	M4	0.000	0.37 ± 0.04	1	65.7	160.45	1
Sz 91	6.274	14.377	2.705	M0.5	1.547	0.48	10	48.1	18.0	11
2MASS J16085324-3914401	6.135	15.022	3.328	M3	1.744	0.43 ± 0.12	1	48.0	110.18	4
Sz 111	6.315	13.306	2.133	M1	0.090	0.61 ± 0.06	1	52.0	40.0	1
Sz 114	6.379	13.642	2.847	M4	0.000	0.32 ± 0.20	1	15.8	148.73	1
Sz 123	6.166	14.247	2.425	M1	0.705	0.46 ± 0.09	1	48.0	156.0	1
2MASS J16145026-2332397	6.898	14.471	1.942	M3	0.000	0.40	6	10.0	136.0	6
2MASS J16163345-2521505	6.271	13.982	2.334	M0.5	0.601	0.51	6	62.0	242.0	6

参考文献。(1) Braun et al. (2021)；(2) Simon et al. (2019)；(3) Guilloteau等人 (2011)；(4) Guerra-Alvarado等人 (2025)；(5) Facchini等人 (2019)；(6) Trapman et al. (2025)；(7) 本文；(8) Izquierdo等人 (2025)；(9) Ueda等人 (2022)；(10) Tsukagoshi et al. (2019)；(11) Maio 等人 2026年，准备中；(12) Aizawa等人 (2020)。(13) Longarini et al. (2025)

表A.2：输入参数。

Star	项目	CASA 版本	Band	连续谱灵敏度（毫央斯基/波束）	Res.（角秒）	F_{870}（毫央斯基）	F_{1330}（毫央斯基）	中心（毫央斯基/波束）
CW Tau	2019.1.01108.S	6.1.1-15	6	0.0143	0.060	160	74	25.0
CX Tau	2016.1.00715.S	4.7.2-REL	6	0.0202	0.034	25	9.4	16.7
CY Tau	2022.1.01284.S	6.4.1-12	6	0.0162	0.048	164	79	11.4
FT Tau	2016.1.01164.S	5.1.1-5	6	0.0785	0.111	122	63	91.1
DM Tau	2021.1.01123.L	6.2.1-7	7	0.0541	0.072	24	8.9	7.3
HO Tau	2016.1.01164.S	5.1.1-5	6	0.0785	0.108	44	17	22.4
DO Tau	2019.1.00496.S	6.2.1-7	6	0.0278	0.124	253	108	25.4
Haro 6-33	2021.1.00854.S	6.2.1-7	6	0.0278	0.060	...	38	35.3
HM Lup	2022.1.00154.S	6.4.1-12	6	0.0293	0.030	14	5.5	17.7
Sz 73	2018.1.01458.S	5.4.0-70	6	0.0551	0.043	30	10.8	35.6
2 微米全天巡天 J16000236-4222145	2018.1.01054.S	5.4.0-70	6	0.0330	0.021	...	50	21.9
Sz 91	2012.1.00761.S	4.3.1-REL	7	0.0457	0.134	34	9.5	-0.1
2 微米全天巡天 J16085324-3914401	2022.1.00828.S	6.5.4-9	7	0.0548	0.013	20	8.0	105
Sz 111	2018.1.00689.S	5.4.0-70	6	0.0121	0.021	...	60.3	-3
Sz 114	2016.1.00484.L	5.1.1-5	7	0.0191	0.034	96	42	16.0
Sz 123	2018.1.01458.S	5.4.0-70	6	0.0692	0.044	41	16	3.0
2 微米全天巡天 J16145026-2332397	2021.1.00128.L	6.2.1-7	6	0.0459	0.138	...	1.4	0.2
2 微米全天巡天 J16163345-2521505	2021.1.00128.L	6.2.1-7	6	0.0459	0.138	2.9	1.8	0.08

表 A.3：阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列数据。

Star	χ^2(光谱能量分布)	χ^2(阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列)	$T_{\rm eff}$ (K)	R_* ($R_\odot$)	对数 $9M$ ($M_\odot$ 年$^{-1}$)	$a_{\rm min,内部}$ (au)	$a_{\rm max,内部}$ (au)	$M_{\rm inner}$ (10^{-5} $M_\odot$)	$M_{\rm outer}$ (10^{-3} $M_\odot$)
CW Tau	57.1	87.2	3668	1.95	-7.53±0.11	0.028[a]	3.2	23±1	5.2±0.3
CX Tau	25.9	29.1	3892±28	1.34±0.06	-9.65±0.11	0.170±0.010	1.6	2.2±0.1	1.58±0.08
CY Tau	77.8	106.8	3752±29	1.27±0.08	-9.10±0.12	0.018[a]	1.4	0.71±0.04	10.3±0.5
FT Tau	38.8	9.3	3313±24	1.56±0.08	-10.20±0.11	0.017[a]	2.5	0.88±0.04	16.7±0.9
DM Tau	15.0	27.0	3572±29	1.20±0.05	-9.08±0.11	0.553±0.030	4.6	23±1	32±2
HO Tau	15.7	4.5	3535±20	1.10±0.05	-9.40±0.10	0.020±0.001	1.07	0.33±0.02	11.9±0.7
DO Tau	23.7	34.3	3533±25	2.10±0.10	-9.07±0.11	0.026[a]	2.0	13.9±0.8	14.7±0.8
Haro 6-33	29.9	20.7	3651±28	1.08±0.06	-9.87±0.11	0.014[a]	1.12	45±2	32±2
HM Lup	16.9	12.2	3501±19	1.36±0.05	-9.41±0.09	0.066±0.004	1.3	1.8±0.11	24±1
Sz 73	22.2	10.2	4011±29	1.11±0.06	-9.56±0.12	0.018[a]	1.4	6.3±0.4	23±1
J16000236-4222145	39.0	8.9	3000±31	1.35±0.06	-11.95±0.37	0.041±0.006	0.94	0.26±0.05	11±3
Sz 91	80.0	16.1	3967±31	1.05±0.06	-9.77±0.12	1.037±0.058	11	5.2±0.3	11.7±0.7
J16085324-3914401	72.1	21.7	3302±14	1.42±0.07	-10.60±0.12	0.079±0.005	1.20	0.80±0.04	6.9±0.4
Sz 111	11.9	12.5	3670±27	1.23±0.04	-9.46±0.11	5.9±0.3	21	1510±90	21±1
Sz 114	63.8	85.5	3528±24	1.22±0.08	-9.37±0.12	0.036±0.002	1.23	1.46±0.09	9.3±0.5
Sz 123	24.9	9.9	3542±25	1.17±0.05	-9.50±0.12	0.041±0.003	1.8	0.66±0.04	17.9±0.9
J16145026-2332397	35.8	22.8	3390±29	0.90±0.05	-9.35±0.11	0.010[a]	0.81	0.24±0.01	4.7±0.3
J16163345-2521505	47.7	19.7	3815±27	0.90±0.04	-12.87±0.11	0.076±0.004	1.01	0.84±0.05	1.95±0.11

注释。[a] $a_{\rm min}$(内侧)对应尘粒温度等于硅酸盐升华温度时的取值。

表 A.4：输出参数。第 7 列中的错误标记“Sil”表示$a_{\rm min}$(内侧)处的尘粒温度等于硅酸盐的升华温度。

Star	$R_{max,grain,inner}$ (cm)	斜率 β	M_{dust}(内侧) (M_{Earth})	M_{dust}(外层) (M_{Earth})	Age （百万年）	文献年龄 （百万年）	ref	备注
CW Tau	0.73 ± 0.14	-2.845±0.008	0.032	17	2.0	1.8	3	高连续谱过量
CX Tau	1.4 ± 0.2	-2.795±0.008	0.0099	5.2	2.2 ± 0.4	1.8	3	
CY Tau	0.10 ± 0.02	-2.843±0.009	0.00016	34	2.0 ± 0.3	1.8	3	
FT Tau	3.0± 0.6	-2.810±0.018	0.0090	55	1.4 ± 0.2	0.7	2	
DM Tau	0.041 ± 0.006	-2.800±0.008	0.00009	104	3.5 ± 0.6	2.8	6	
HO Tau	1.9 ± 0.3	-2.811±0.008	0.0020	39	4.3 ± 0.6	1.7	7	中心峰
DO Tau	1.1 ± 0.2	-2.810±0.018	0.048	48	0.8 ± 0.1	2.3	1	中心峰
Haro 6-33	2.5 ± 0.5	-2.829±0.008	0.47	104	3.6 ± 0.6	1.9	11	
HM Lup	0.9 ± 0.1	-2.831±0.008	0.0048	79	2.1 ± 0.2	2.9	5	
Sz 73	0.9 ± 0.2	-2.838±0.009	0.016	77	10 ± 2	9.0	10	中心峰
J16000236-4222145	0.4 ± 0.2	-2.811±0.007	0.00029	37	2.7 ± 0.4	1.5	5	中心峰
Sz 91	0.0048 ± 0.0006	-2.888±0.009	0.0	39	6 ± 2	4.0	8	
J16085324-3914401	0.29 ± 0.05	-2.830±0.007	0.0005	23	2.0 ± 0.4	3.1	4	中心峰
Sz 111	0.017 ± 0.003	-2.940±0.008	0.0023	690	4.6 ± 0.7	4.2	5	
Sz 114	1.1 ± 0.2	-2.830±0.008	0.0050	31	2.2 ± 0.4	2.4	5	中心峰
Sz 123	1.7 ± 0.3	-2.813±0.008	0.0024	59	4.0 ± 1.2	4.4	5	
J16145026-2332397	0.44 ± 0.08	-2.809±0.008	0.00027	15.5	7.5 ± 1.3	7.1	9	中心峰
J16163345-2521505	2.5 ± 0.4	-2.805±0.008	0.0066	6.4	10 ± 2	7.5	9	

参考文献。 (1) L1527 的年龄（Gratton 等人，准备中）；(2) L1558 的年龄（Gratton 等人，准备中）；(3) L1529 的年龄（Gratton 等人，准备中）；(4) Galli 等人 (2020); (5) Frasca 等人 (2017); (6) L1529 的年龄（Gratton 等人，准备中）；(7) L1529 的年龄（Gratton 等人，准备中）；(8) Maio 等人 2026年，准备中；(9) Ratzenböck 等人(2023); (10) Alcalá 等人 (2014); (11) Connelley 等人 (2026).

表 A.5：派生量。

附录 B：阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列数据和光谱能量分布的拟合

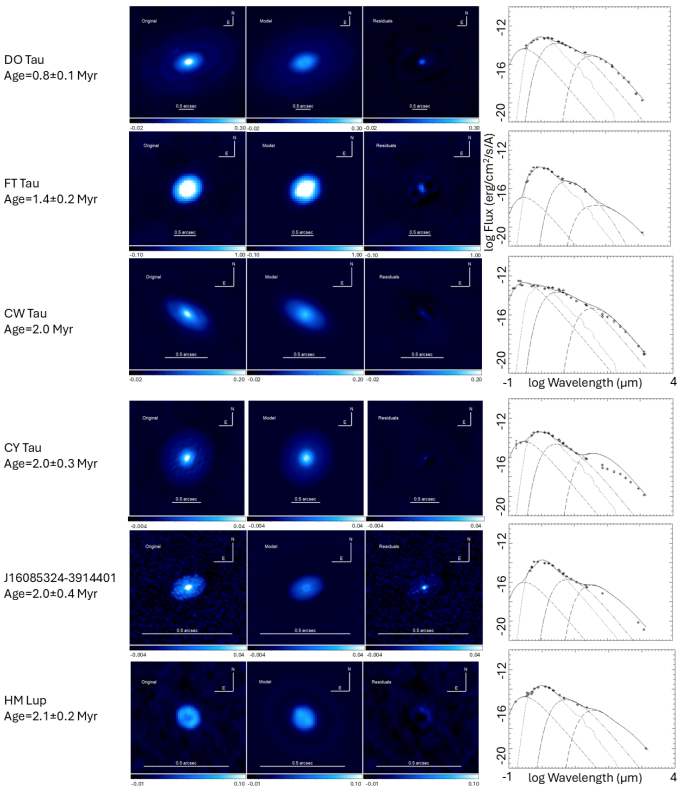


图 B.1. 从上到下：使用本文提出的模型对 DOTau、FT Tau、CW Tau、CY Tau、2MASS J16085324- 3914401 和 HM Lup 得到的结果。从左到右：原始阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列连续谱图像；阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列图像模型；原始数据减去模型后的残差，以及光谱能量分布。最后一个面板中的符号和误差条表示观测值，实线表示拟合结果。吸积区、恒星光球、内盘和外盘的各个贡献分别以点划线、点线、长虚线和短虚线表示。

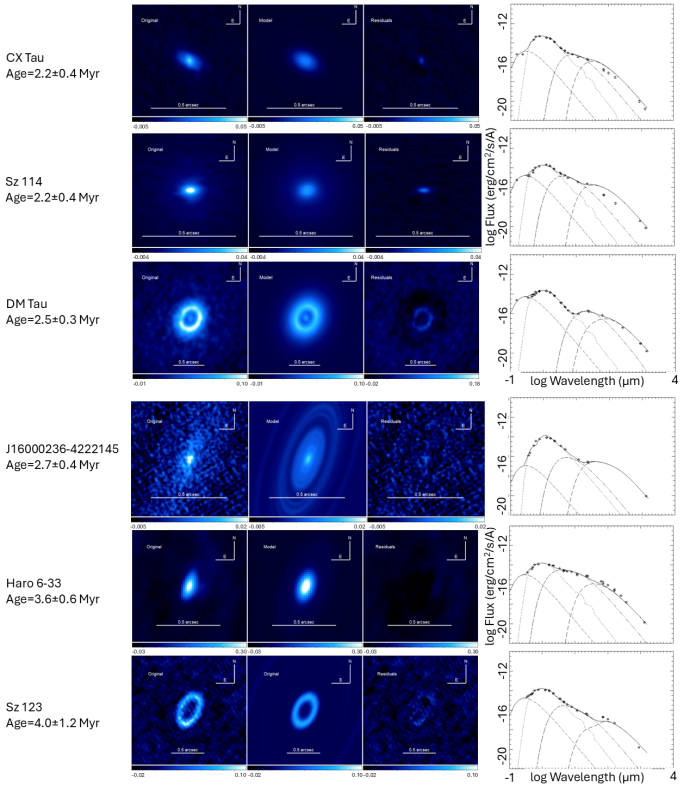


图 B.2. 与图 B.1相同，但对象为 CX Tau、Sz 114、DM Tau、2 MASS J16000236-4222145、Haro 6-33 和 Sz 123

附录C：盘面密度剖面

附录D：角图

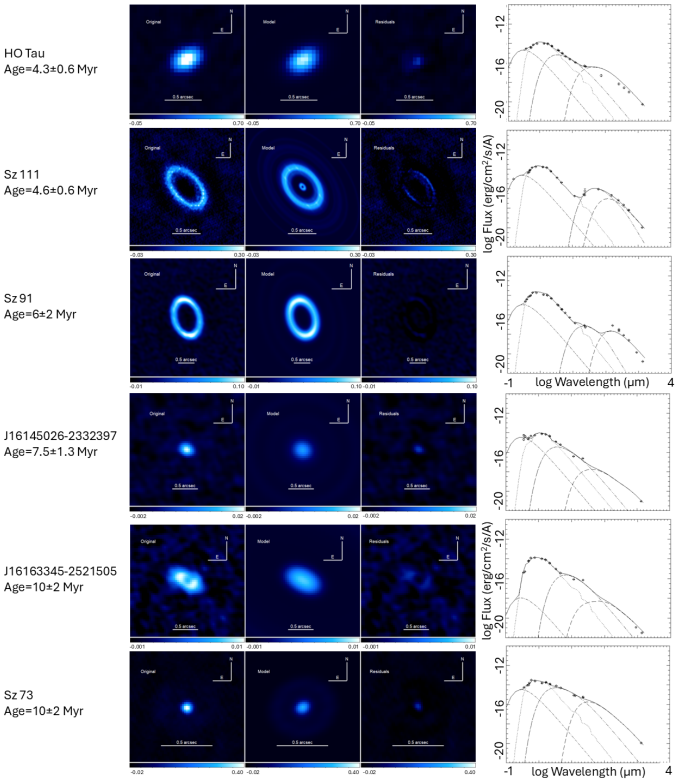


图 B.3. 与图 B.1相同，但展示的是 HO Tau、Sz 111、Sz 91、2MASS J16145026-2332397、2MASS J16163345-2521505 和 Sz 73。

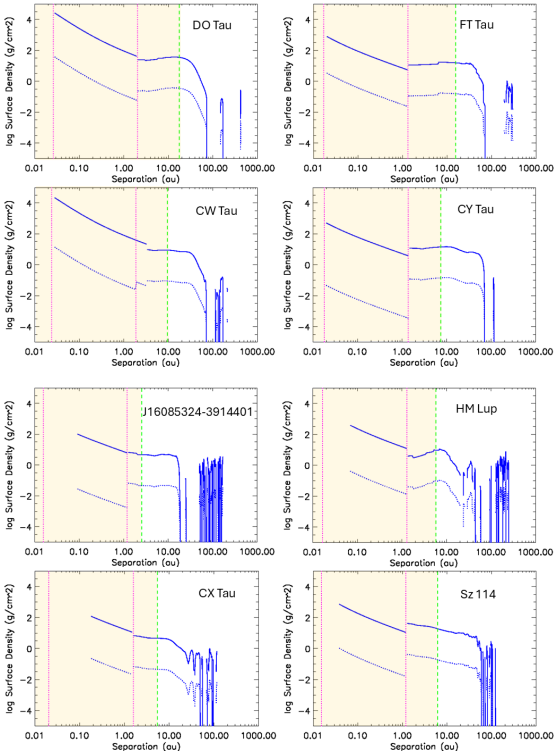


图 C.1. 模型给出的径向表面密度剖面。实线表示气体表面密度；虚线表示尘粒的表面密度。洋红色竖直点线标示硅酸盐和冰的升华距离。绿色竖直虚线表示阿塔卡马大型毫米波/亚毫米波阵列图像的分辨率，阴影区域则是这些图像无法分辨的区域。

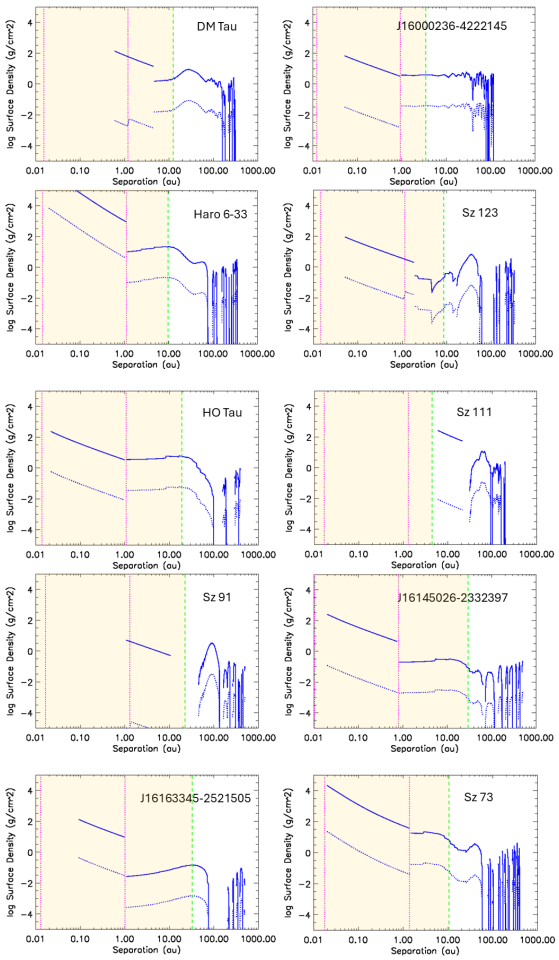
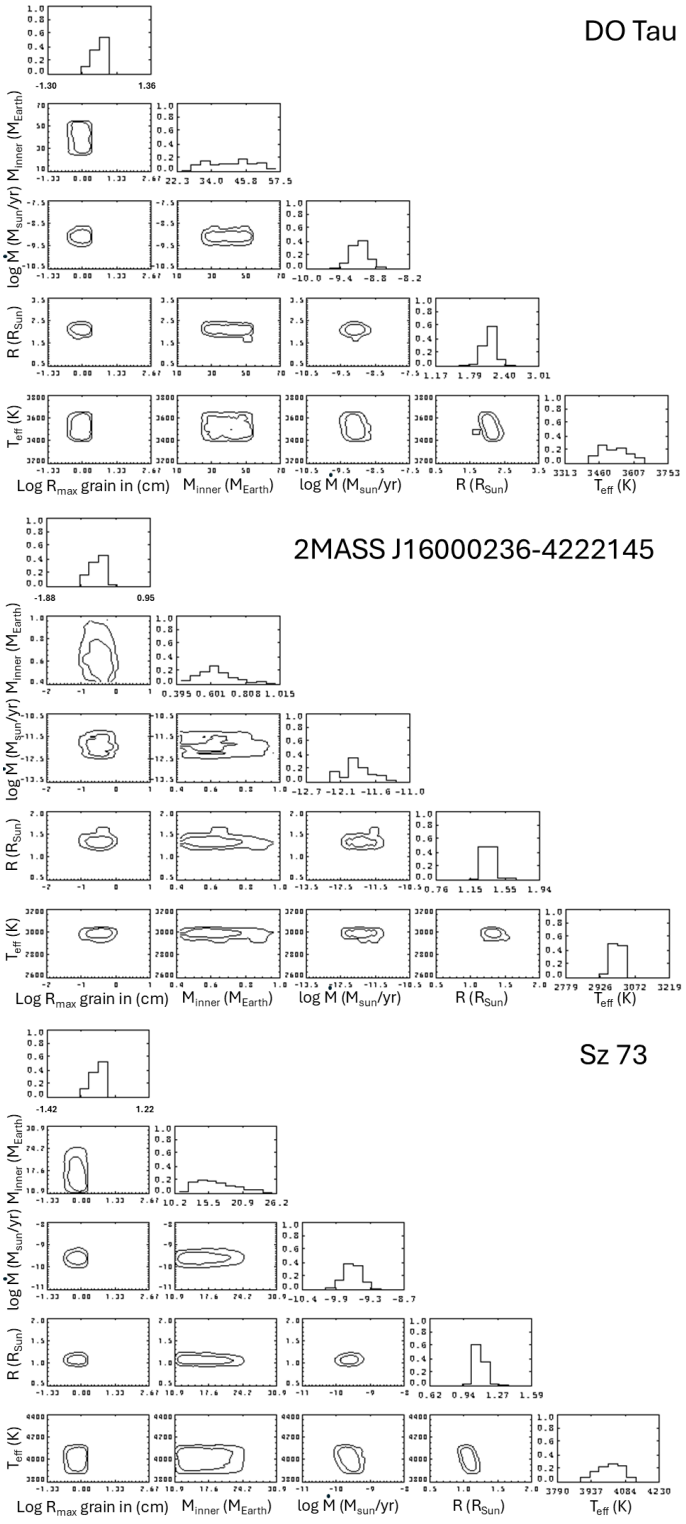


图 C.2. 与图C.1 相同，但展示的是 DM Tau、J16000236-4222145、Haro 6-33、Sz 123、HO Tau、Sz 111、Sz 91、J16145026-2332397、J16163345-2521505 和 Sz 73。



图D.1. 展示 DO Tau（上图）、2MASS J16000236-4222145（中图）和 Sz 73（下图）各参数相关性的角图，其可接受概率为 68.3%（1σ）和 95.5%（2σ）。