

文章编号: 1000-8349(2009)04-0330-017



# 年轻星天体的质量

尹 佳<sup>1,2</sup>, 江治波<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 100039)

**摘要:** 质量是恒星最基本、最重要的物理量之一, 它在恒星形成和演化过程中起着至关重要的作用。年轻星天体的形成机制以及早期演化过程是彻底解决恒星形成问题的关键所在, 而年轻星天体形成过程中的物质下落、质量吸积以及外流等物理过程都与年轻星天体的质量密切相关。该文介绍了确定年轻星天体质量的一些常用方法, 包括利用开普勒定律的动力学方法、赫罗图方法、年轻星天体脉动方法和磁层吸积方法等。并对这些方法的适用范围及测量精度进行了评述, 还综述了各种方法的研究进展及未来可能的发展。

**关键词:** 恒星形成; 年轻星天体; 赫罗图

**中图分类号:** P144.4      **文献标识码:** A

## 1 引 言

恒星形成于分子云。分子云在自引力的作用下坍缩而形成年轻星天体 (YSOs)。YSOs 经历原恒星和主序前 (PMS) 恒星的演化最终进入以氢燃烧为标志的主序 (MS), 并开始了新的演化阶段。Shu 等人<sup>[1]</sup> 把孤立小质量恒星 ( $M < 2 \sim 3M_{\odot}$ ) 在分子云中的形成过程分为 4 个阶段: 分子云核的形成阶段、坍缩和物质下落阶段、外流阶段和恒星及拱星盘形成阶段。各个阶段的能谱分布 (SED) 存在一定差异, Lada 等人<sup>[2]</sup> 根据  $2.2 \mu\text{m}$  上的谱斜率  $a (= -d \lg \nu F_{\nu} / d \lg \nu)$ , 其中  $\nu$  是辐射频率、 $F_{\nu}$  是  $\nu$  处的辐射流量), 将小质量年轻星天体的能谱演化分为三类, 分别是 Class I、Class II 和 Class III。后来 Andre<sup>[3]</sup> 又发现一类 SED 更冷的嵌埋 YSOs, 并称之为 Class 0 源。各阶段的具体特征如下<sup>[4,5]</sup>: Class 0 源是较早期的原恒星, 其 SED 主要由气体包层的发射引起, 峰值在远红外和亚毫米波段。Class 0 源包层质量可能超过中心天体质量。Class I 源处于原恒星的较晚时期, 热的似星天体深埋在致密的气体包层中, 这个时期

收稿日期: 2009-01-06; 修回日期: 2009-03-05

基金项目: 国家自然科学基金面上项目 (10873037)

的 SED 仍由气体包层主导, 峰值在中红外到远红外波段。Class II 源以经典金牛 T 型星 (CTTSs) 为主, 其 SED 比正常恒星光球的 SED 宽。由于受光学可见厚吸积盘的影响, SED 分布在近红外到中红外的波段。Class III 源在 CTTSs 的吸积盘消失后演化成弱发射金牛 T 型星 (WTTSs), 其 SED 主要由一个来自于光球层的黑体谱发射组成, 峰值在近红外波段<sup>[6]</sup>。小质量的 YSOs 的演化持续到氢燃烧点燃而进入零龄主序 (ZAMS) 阶段, 其 SED 由 Class 0 到 Class III 的演化正好对应于小质量恒星从原恒星到零龄主序的形成过程。

大质量 YSOs 也会经历由原恒星到零龄主序阶段的演化, 但没有明确的理论分类与大质量恒星形成过程中的各阶段相对应。目前大质量恒星 ( $M \geq 10M_{\odot}$ ) 的形成过程相对复杂且存在争议, 其形成过程主要有两种观点, 一种认为大质量恒星由吸积形成, 另一种则认为大质量恒星是通过位于致密星团中的中小质量 (原) 恒星并合而成<sup>[7]</sup>。大量的观测表明大质量恒星形成过程中的嵌埋相<sup>[8]</sup>可以大致分为: 大质量无星核或红外暗云、大质量原恒星、热核、极超致密电离氢区和超致密电离氢区的阶段<sup>[9]</sup>。大质量无星核或红外暗云的温度较低, 而且没有明显的恒星活动迹象, 分子谱线观测表明核区有较大的质量和密度, 并呈现出气体下落及高速外向流等恒星形成的迹象。在大质量原恒星和热核的阶段存在向中心方向增加的温度梯度而且中心密度聚集, 远红外和射电的观测表明热核中有外向流活动或者盘的存在。热核形成不久, 很快就会进入主序阶段的演化, 即极超致密电离氢区阶段, 此时的大质量恒星仍然在不断地吸积。处于超致密电离氢区阶段的大质量恒星仍深埋于分子云中, 它的周围存在一个中心空洞的致密电离氢包层。

对于恒星的研究, 一般需要对一系列的物理特征进行描述, 如质量、光度、半径、年龄、脉动周期、化学成分、角动量、磁场、质量损失率和恒星周围环境等, 其中最重要的基本参量是恒星的质量、半径、光度和化学成分<sup>[10,11]</sup>。恒星的质量对恒星的形成和演化起着至关重要的作用, 它几乎决定了恒星由出生、演化到死亡的整个生命历程。YSOs 的质量越大, 其主序之前的演化时标越短, 恒星形成活动更加剧烈。同时, YSOs 的质量对初始质量函数 (IMF)、SED 和演化历史等相关研究起着重要的作用, 所确定的 YSOs 质量和年龄可以约束 IMF 和推测恒星形成历史<sup>[12]</sup>。

恒星的质量大致在  $0.08 \sim 120 M_{\odot}$  范围,  $0.08 M_{\odot}$  是理论上恒星能进行氢核反应的质量下限, 但恒星的质量上限尚不明确,  $120 M_{\odot}$  是由爱丁顿光度得到的极限质量。对于年轻星天体, 其质量也在这一范围, 它的质量可以通过对观测到的轨道运动、分光光谱和消光、周期光变以及特征谱线等信息的处理, 结合相应的理论和模型来确定, 如年轻双星的开普勒运动、YSOs 在赫罗 (H-R) 图中与演化轨迹的比较、中等质量 YSOs 星体脉动以及磁层吸积方法等。这些方法大多由对主序星的研究演变而来, 与主序星及主序后恒星的质量确定比较类似。如动力学方法, 主序星和年轻星天体的质量都根据开普勒轨道运动求得, 前者的轨道运动可直接通过光学观测, 后者一般通过红外、毫米等波段来观测运行轨道。与 YSOs 类似, 有的主序后恒星 (如晚型星) 也表现出红外辐射, 但 YSOs 的 SED 与恒星的辐射有较大差异, YSOs 表现出明显的红外色余。

YSOs 深埋于母体分子云中, 并且与周围的分子云相互作用, 这使得对 YSOs 的观测存在较大的困难。由于受到分光观测分辨率的限制, 目前只能对恒星形成区进行百 AU 尺

度的观测,因此人们对很多更小尺度的现象和特征并不十分了解。而随着射电干涉技术、自适应光学和空间望远镜的使用,观测分辨率不断提高,尤其是近年来光学干涉测量技术的发展使观测分辨率达到毫角秒量级,这就接近于可以探测到 YSOs 的细致特征,如 YSOs 表面、星周盘、吸积与外流等。从而可以更精确地确定 YSOs 的年龄和质量等基本特征,用于研究 YSOs 早期尚不明确的物理现象<sup>[13,14]</sup>。下面分别介绍确定 YSOs 质量的各种方法及研究进展。

## 2 动力学方法

利用年轻星天体的开普勒运动确定其质量是目前最直接、最精确的方法。它主要是观测双星(或聚星)轨道运动或者单星(或双星)星周盘的运动情况,结合开普勒定律确定年轻星天体的质量。由于中、大质量年轻星天体形成环境复杂,不易于观测或者不能得到充分信息,因此这种方法的研究以小质量年轻星天体( $M < 2 \sim 3 M_{\odot}$ )居多。表 1 是对目视双星和分光双星的可获得参数的总结<sup>[15]</sup>,其中双星的质量主要依赖于表中列出的轨道参数,因此轨道参数的确定显得尤为重要。

表 1 双星系统距离未知时观测双星轨道运动可获得的参数<sup>[15]</sup>

参数	目视双星 (VB)	单谱分光双星 (SB1)	双谱分光双星 (SB2)	双谱食双星 (ESB2)
$P$	Y	Y	Y	Y
$a$	Y	$a_1 \sin i$	$a \sin i$	Y
$e$	Y	Y	Y	Y
$i$	Y	N	N	Y
$M$	N	$f(M)$	$M_1 \sin^3 i$ 和 $M_2 \sin^3 i$	$M_1$ 和 $M_2$

注: 表列值中的 Y、N 分别表示相应参数能测得和不能测得,  $f(M) = (M_2 \sin i)^3 / (M_1 + M_2)^2$ 。

### 2.1 目视双星

由于大部分的目视双星的相对运动不明显,因此需要长期观测才能得到准确的轨道运动情况。一般是将天体测量数据进行轨道拟合,将轨道拟合结果与观测得到的数据进行比较,其偏差最小者就对应于最好的轨道拟合<sup>[16]</sup>。然而如表 1 所示,在距离未知的情况下,目视双星 (VB) 的质量是无法获得的。因此,要事先通过空间卫星(如 Hipparcos)或者甚长基线干涉仪 (VLBI) 的观测<sup>[17]</sup>来获得与双星的距离数据,然后利用开普勒第三定律来确定双星的总质量。如果要分别确定两子星的质量还要知道它们的质量比,或者由轨道参数的拟合以确定两子星的质量。图 1 是 Nielsen 和 Close 等人<sup>[18,19]</sup>对小质量 YSOs 系统 AB Doradus 轨道运动的拟合结果。他们先对高分辨率的观测图像进行处理,用标准的点扩散函数 (PSF) 拟合图像点源,得到 AB Dor A 和 C 位置的相对偏移量。然后,结合已有的 AB Dor A 的天体测量数据<sup>[20]</sup>,拟合得到 AB Dor A 的反应运动(在伴星引力作用下,主星随着伴星的公转而作周期摆动,如图 1 所示)的轨道参数和 AB Dor C 的质量(如表 2 所示)。

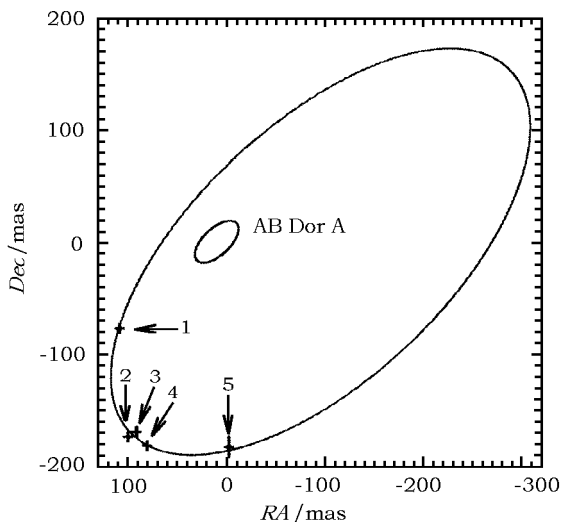


图 1 AB Dor A 和 AB Dor C 的轨道运动, 数字代表不同历元的观测结果 [19]

表 2 双星的轨道参数及质量 [18,19]

参 数	值	误差
周期 /a	11.74	0.07
轨道半长径 /AU	0.476	0.012
偏心率	0.61	0.03
轨道面倾角 /( $^{\circ}$ )	66	2
轨道面位置角 /( $^{\circ}$ )	110	3
近星点经度 /( $^{\circ}$ )	133	2
伴星经过近星点的时刻	1991.92	0.03
主星质量 / $M_{\odot}$	0.865	0.034
伴星质量 / $M_{\odot}$	0.090	0.003

恒星系统的质量比不易确定, 因此大多数的相关研究只得到了双星或聚星系统的总质量, 如 V773 Tau( $3.20M_{\odot} \pm 0.71M_{\odot}$ )、FO Tau( $0.77 M_{\odot} \pm 0.25M_{\odot}$ )、FS Tau( $0.78 M_{\odot} \pm 0.25M_{\odot}$ )<sup>[16]</sup>、DF Tau( $1.14M_{\odot} \pm 0.5M_{\odot}$ )、MHO 8( $0.32M_{\odot} \pm 1.12M_{\odot}$ )、TWA 5A( $0.70M_{\odot} \pm 0.23M_{\odot}$ )<sup>[21]</sup> 等。Reipurth 和 Zinnercker 给出了 87 对 PMS 目视双星和 1 个三星系统的部分轨道参数 (见文献 [22] 的表 1), Correia 等人<sup>[23]</sup> 对其中的 58 对 PMS 双星做了进一步的观测, 得到了年轻双星的星等和光谱型数据, 并估计出聚星的质量等参数。

## 2.2 分光双星

分光双星的情况相对复杂, 主要通过分析视向速度 (RV) 曲线确定双星的轨道参数和质量。分光观测时, 两星的光谱线因视向速度周期变化而存在相对位移, 每条光谱线也会出现单线和双线的周期变化。因此, 如表 1 所示, 分光双星又有单谱分光双星 (SB1) 和双谱分光双星 (SB2) 之分。对于单谱分光双星, 所确定的质量只是一个质量函数  $f(M)$  (如表 1), 如果知道它们的相对运动 (位置角和相对距离) 和视差, 也可以确定它们的质量<sup>[24]</sup>。从表 1 可以看出双谱分光双星得到的质量还依赖于未知的轨道面倾角。

Guenther 等人<sup>[24]</sup>对这两种分光双星做了研究,他们用甚大望远镜干涉仪(VLTI)对一些PMS分光双星进行了长期观测,获得了轨道周期等参数,同时利用高信噪比的光谱将双星的光谱与光谱型模板进行比较以确定视向速度,最后结合轨道运动参数拟合出视向速度曲线并确定了双星质量。其他分光双星的研究<sup>[25,26]</sup>也采用了类似的光谱比较方法以获得双星的视向速度。图2是PMS双星NTT 045251+3016的视向速度曲线<sup>[26]</sup>,光学的视向速度由分析光学观测光谱与理论计算光谱的相关性获得,近红外的视向速度由TODCOR算法<sup>[27]</sup>对近红外观测光谱进行二维相关性分析得到。通过两星的视向速度和天体测量数据可以拟合得到双星的轨道参数和质心速度,然后由两星的视向速度和质心速度确定质量比,即可确定双星质量( $1.45M_{\odot} \pm 0.19M_{\odot}$ 和 $0.81M_{\odot} \pm 0.09M_{\odot}$ ),两星质量的误差主要来自于由天体测量得到的轨道面倾角(约为50%的贡献)。目前所研究的年轻双星大多是小质量的YSOs,其质量集中在 $0.8 \sim 2M_{\odot}$ 范围。Prato等人对年轻分光双星的质量比做了研究,文献[25]中的表4列出了31个PMS双谱分光双星的质量比、主星质量和周期等参量。此外,还有Cru-3<sup>[28]</sup>、UZ Tau E<sup>[29]</sup>、EK Dra<sup>[30]</sup>、Har0 1-14c<sup>[31]</sup>等年轻分光双星的研究结果。

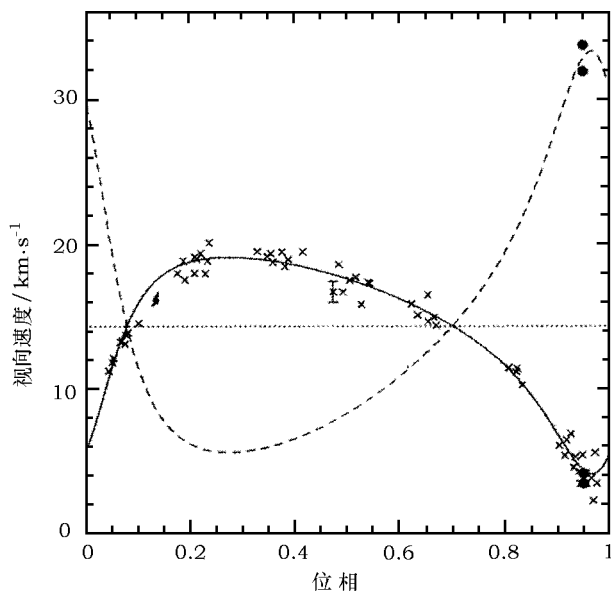


图2 PMS双星NTT 045251+3016的视向速度曲线<sup>[26]</sup>

乘号和实点分别是光学和近红外观测数据,实线是主星的拟合结果,虚线是伴星的拟合结果,虚点线是质心速度

### 2.3 食双星

相对于分光双星,食双星可以获得双星的光变曲线并确定轨道面倾角。因此,双谱的食双星(ESB2s)的轨道参数和质量是可以精确确定的(如表1),质量的误差在1%~2%范围<sup>[11]</sup>。但单谱食双星与单谱分光双星类似,仍不能确定两星的质量。目前主要对双谱的食双星进行研究,由于观测的限制,这类研究较少。图3是Stempels等人<sup>[32]</sup>利用多个望远镜观测ASAS J052821+0338.5,然后进行相应的测光处理得到的较差测光光变曲线。图中所示是一个周期内主星被伴星掩食(主极小)和伴星被主星掩食(次极小)的星等变化,轨道周期为3.87 d(详见表3)。

表 3: 目前已研究的 PMS 食双星及相关参数

Name	D/pc	P/d	e	$\gamma/(\text{km}\cdot\text{s}^{-1})$	$i/(\circ)$	$a\sin i/R_{\odot}$	$M/M_{\odot}$	$R/R_{\odot}$	Spectral type	$\lg L_{\text{eff}}$	$\lg(L/L_{\odot})$
RS Cha A <sup>[33, 34]</sup>	97.3	1.7	0.030	15.9	83.2	9.07	1.858 ± 0.016	2.137 ± 0.055	A8	3.883 ± 0.010	1.144 ± 0.044
RS Cha B	±3.0		±0.015	±0.5	±0.5	±0.03	1.821 ± 0.018	2.338 ± 0.055	A8	3.859 ± 0.010	1.126 ± 0.043
TY CrA B <sup>[35, 36]</sup>	129	2.888779	0.003	-4.4	83	14.18	1.640 ± 0.010	2.080 ± 0.140	F5—K5	3.690 ± 0.035	0.380 ± 0.145
	±11	±0.000013	±0.004	±0.3	±1	±0.13					
ASAS J... A <sup>[32]</sup>	280	3.8729	0.007	22.8	83.7	14.3580	1.387 ± 0.017	1.840 ± 0.010	K1	3.708 ± 0.009	0.314 <sup>+0.032</sup> <sub>-0.035</sub>
ASAS J... B	±30	±0.0002	±0.006	±0.3	±1.0	±0.0430	1.331 ± 0.011	1.780 ± 0.010	K3	3.663 ± 0.002	0.107 <sup>+0.033</sup> <sub>-0.035</sub>
RXJ 05... A <sup>[37, 38]</sup>	325	3.03772	0	18.99	86.53	11.4570	1.270 ± 0.010	1.440 ± 0.050	K1—K2	3.716 <sup>+0.012</sup> <sub>-0.013</sub>	0.137 <sup>+0.068</sup> <sub>-0.068</sub>
RXJ 05... B	±15	±0.00001		±0.14	±0.03	±0.0187	0.930 ± 0.010	1.350 ± 0.050	K7—M0	3.625 <sup>+0.015</sup> <sub>-0.016</sub>	-0.284 <sup>+0.140</sup> <sub>-0.148</sub>
EK Cep B <sup>[39-41]</sup>	150~190	4.427822	0.109	-10.86	89.4	16.621	1.124 ± 0.012	1.320 ± 0.015	F—G	3.755 ± 0.015	0.190 ± 0.070
		±0.000031	±0.003	±0.19	±0.2	±0.047					
V1174 Ori A <sup>[42]</sup>	419	2.634727	0	25.27	86.974	9.638	1.009 ± 0.015	1.339 ± 0.015	K4.5	3.650 ± 0.011	-0.193 ± 0.048
V1174 Ori B	±21	±0.000004		±0.19	0.035	±0.041	0.731 ± 0.008	1.065 ± 0.011	M1.5	3.558 ± 0.011	-0.761 ± 0.058
Par 1802 A <sup>[43]</sup>	420	4.673845	0.029	23.7	78.1	10.7685	0.414 ± 0.015	1.820 ± 0.050	M2 ± 1	3.596 ± 0.002	-0.143 <sup>+0.062</sup> <sub>-0.072</sub>
Par 1802 B	±15	±0.000068	±0.005	±0.5	±0.6	±0.1290	0.406 ± 0.014	1.690 ± 0.050	M2 ± 1	3.563 ± 0.002	-0.337 <sup>+0.101</sup> <sub>-0.131</sub>
JW 380 A <sup>[44]</sup>	≈470	5.299180	0.004	26.55	80.42	9.38	0.262 <sup>+0.025</sup> <sub>-0.024</sub>	1.189 <sup>+0.039</sup> <sub>-0.175</sub>	M1.5	...	...
JW 380 B		<sup>+0.000013</sup> <sub>-0.000014</sub>	±0.036	±0.87	<sup>+0.27</sup> <sub>-0.26</sub>	±0.27	0.151 ± 0.013	0.897 <sup>+0.170</sup> <sub>-0.034</sub>	...	...	...
2MASS J... A <sup>[45, 46]</sup>	435	9.779556	0.3276	24.1	89.2	8.7265	0.057 ± 0.005	0.674 ± 0.023	M6.5 ± 0.5	3.434 ± 0.016	-1.652 <sup>+0.062</sup> <sub>-0.072</sub>
2MASS J... B	±55	±0.000019	±0.0033	±0.4	±0.2	±0.2149	0.036 ± 0.003	0.485 ± 0.018	M6.5	3.450 ± 0.016	-1.830 <sup>+0.063</sup> <sub>-0.073</sub>

注: 名称尾部 A 和 B 分别表示食双星的主星和伴星, ASAS J...、RXJ 05... 和 2MASS J... 分别表示 ASAS J052821+0338.5、RXJ 0529.4+0041 和 2MASS J05352184-0546085。参数由左到右依次是: 距离、周期、偏心率、系统视向速度、轨道面倾角、轨道半长径、质量、半径、光谱型、温度和光度。前 6 个参数为双星系统参量, 分两行列出(第 2 行为误差)。

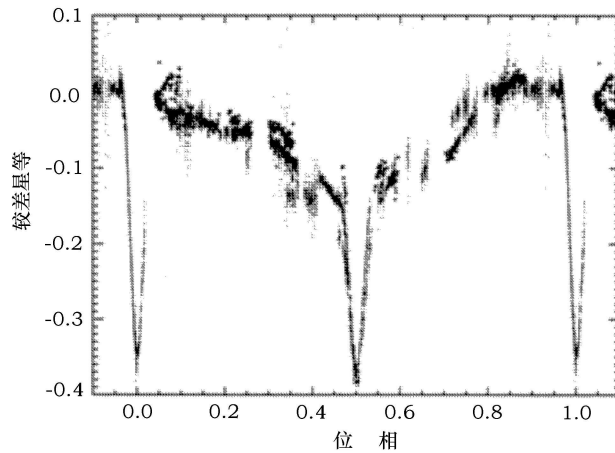


图 3 ASAS J052821+0338.5 的较差测光的光变曲线<sup>[32]</sup>

为了确定食双星的相关参量, 还需要对观测的光变曲线做进一步的处理。首先, 分析观测光谱获得食双星的部分参量 (如有效温度、视向速度、轨道参数等等)。然后, 用光变曲线模型<sup>[32]</sup>对轨道参数、视向速度和光变数据进行拟合。由于各参数对光变曲线有很好的约束, 所以可以拟合出完整的食双星参量, 包括双星的轨道倾角、质量、光度等。另外, 食双星也可能受到周围环境的影响 (如星云的反射光<sup>[36]</sup> 等), 不同的研究对观测数据的处理方法和光变模型的采用也存在差异。这些研究大多利用模型对所确定的轨道参数、光变数据和物理量进行拟合并确定双星的各项参量。表 3 所列为目前已研究的 PMS 食双星的结果, 包括 9 对年轻食双星的轨道参数、质量等, 其中 TY CrA 和 EK Cep 的主星已经是主序星。

## 2.4 单 星

目前的研究表明, 单星或双星星周盘的运动主要有三种情况: 下落运动、转动和两者的混合。相对年轻的单星 (如原恒星) 星周盘主要是下落运动, 相对年老的单星 (如 CTTSs) 星周盘则以开普勒转动为主<sup>[47,48]</sup>。因此, 年轻单星可通过高分辨率分子谱线观测并结合转动盘的模型<sup>[47]</sup> 研究 YSOs 星周盘的运动。然后, 利用最小  $\chi^2$  方法<sup>[48]</sup> 拟合观测数据并分析参数间的依赖关系, 可以确定盘的转动速度、倾角和半径等, 进而得到年轻单星的质量。

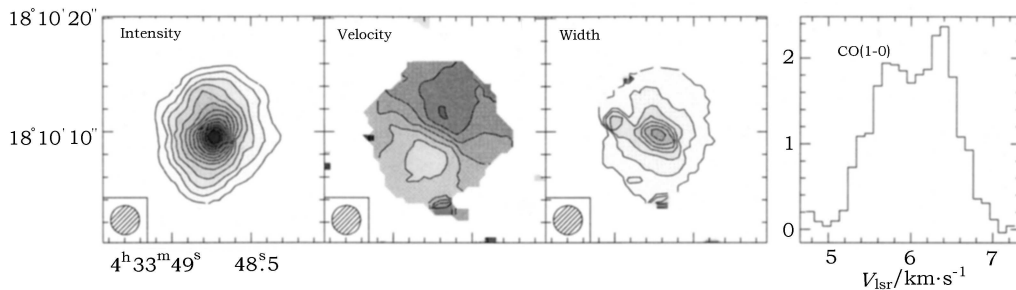


图 4 DM Tau 星周盘的  $^{12}\text{CO}$  J=1 $\rightarrow$ 0 谱线观测 (空间分辨率为  $2.6''$ )<sup>[48]</sup>

从左至右分别为积分强度 (等值线 50~700, 间隔  $50 \text{ mJy/beam} \cdot \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ )、速度场 ( $5.8\sim 6.6, 0.2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ )、谱线宽度 ( $0.2\sim 1.2, 0.2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ) 和面向 DM Tau 的积分谱线 (Jy),  $V_{\text{lsr}}$  是相对于本地静止标准的视向速度。

首先, 利用高分辨率的干涉观测得到星周盘相应分子谱线发射的图像<sup>[48,49]</sup>, 分析它们在不同速度下的积分强度, 确定盘的旋转运动和形态特征。为了看到盘的细致结构, 这里要求盘的倾角  $i \leq 70^\circ$ , 如果是侧向观测, 则会受气体不透明度的影响而不能得到盘的垂直结构<sup>[48]</sup>。图 4 是 DM Tau 的  $^{12}\text{CO } J = 1 \rightarrow 0$  发射线的观测结果, 其中 CO(1-0) 谱线的双峰结构和其他特征<sup>[48]</sup> 表明星周盘的存在。在速度场分布图中, 速度梯度与星周盘盘面的主(长)轴(见文献[48]中的图 1) 方向一致, 表明盘的运动应该以旋转运动为主。这种转动可以用开普勒运动来描述, Dutrey 等人<sup>[47]</sup> 假设盘的气体是流体静力学平衡的, 同时假设盘的气体密度、动力学温度和轨道速度是幂率分布的, 根据辐射转移方程建立它们与观测量的关系。然后, 可以用模型比较观测特征得到最小  $\chi^2$  方法的拟合参量, 如盘的倾角、转动速度、半径等。

最小  $\chi^2$  方法利用参数间的依赖关系, 拟合得到盘的各项参数, 其中, 倾角、速度和半径可用于中心星的质量确定。一般盘的质量很小, 可以通过旋转速度  $V_0$  的平方与质量的比例关系:  $M = [(V_{100} \sin i) / (2.98 \sin i)]^2 M_\odot$  ( $V_{100}$  是 100 AU 半径处的转动速度,  $2.98 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$  是  $1 M_\odot$  的恒星所对应的  $V_{100}$  值)<sup>[50]</sup> 来确定年轻单星的质量。由上式可以看出, 年轻单星质量主要依赖于在半径 100 AU 处的旋转速度  $V_{100} \sin i$ , 其不确定性来自于盘的倾角和年轻单星的距离。由于参数依赖和高角分辨率的观测可以降低盘的倾角带来的不确定性, 年轻单星的距离将成为其质量不确定性的主要因素。如果星周盘的转动参数足够精确, 那么这种方法确定的质量误差  $\leq 5\%$ 。Simon 等人给出了部分 T Tauri 恒星的研究结果(见文献[50]中的表 4), 其他还有 CB26 ( $L1439, 0.5 M_\odot \pm 0.1 M_\odot$ )<sup>[51]</sup>、HH30 ( $0.45 M_\odot \pm 0.04 M_\odot$ )<sup>[52]</sup> 和 L1489 IRS ( $1.3 M_\odot \pm 0.4 M_\odot$ )<sup>[53]</sup> 等。中大质量 YSOs 的质量也可以用这种方法确定, 如原恒星 IRAS 20126+4104 ( $7 M_\odot \pm 2 M_\odot$ )<sup>[54]</sup>、HerbigBe 星 R Mon ( $8 M_\odot \pm 1 M_\odot$ )<sup>[55]</sup>, 其质量误差相对较大。

### 3 赫罗图方法

对于一个恒星, 它脱离赫罗图的主序带后开始进一步的演化, 会形成一个演化轨迹。这个演化轨迹取决于恒星的主序质量和化学成分等因素, 因此可以根据恒星的结构等建立的演化模型来对不同质量恒星的演化轨迹进行描述。这种演化模型可以用于理解恒星的演化, 同时可以确定恒星的质量和年龄等参数。同样, 恒星形成过程也可以用 YSOs 演化模型进行描述, 用于确定 YSOs 的质量等参数。由于年轻星天体和主序后恒星演化过程有本质的区别, 前者通过分子云坍缩、外流、吸积等物理机制向主序演化, 后者通过核燃烧进行演化并走向衰亡, 因此两者的演化模型也有明显的不同。下面介绍两种利用赫罗图确定 YSOs 质量的方法。

#### 3.1 分光赫罗图方法

对于年轻星天体, 它们大多数深埋于母体分子云中, 在光学波段很难观测到。由于 YSOs 的光球偏冷和周围尘埃的消光等原因, 它们在红外波段比较亮, 因此可以利用红外观测获得它们的红化、光谱等特征, 利用这些观测信息和其他观测手段研究 YSOs 的基本特征和恒星形成的历史<sup>[56]</sup>。这里主要介绍近红外方面的研究, 其方法是利用近红外观测技术对 YSOs 进行分光观测, 用光谱特征确定其有效温度和光度, 即确定 YSOs 在 H-R 图



中的位置, 再与 YSOs 的演化模型进行比较并确定 YSOs 的质量。

由于恒星的光谱主要决定于恒星的有效温度  $T_{\text{eff}}$ , 表面重力加速度  $g$  和元素丰度, 所以可以根据 YSOs 的光谱来确定其有效温度。一般先将 YSOs 光谱与已知恒星光谱进行比较并确定其光谱型, 再由光谱型与温度的关系来确定其有效温度。图 5(a) 给出了一些已知的恒星光谱和 MK 光谱分类方法<sup>[57]</sup>得到的光谱型, 图 5(b) 是  $\rho$  Ophiuchi 暗星云 (L1688) 中 YSOs 的光谱<sup>[58]</sup>, 比较两图中的特征谱线来确定 YSOs 的光谱型 (各标出在图的右侧)。图中的特征谱线主要有 H I Brg(2.17  $\mu\text{m}$ )、Na I (2.21  $\mu\text{m}$ )、Ca I (2.26  $\mu\text{m}$ ) 和 CO (2.29~2.40  $\mu\text{m}$ ) 近红外波段的吸收线, 由这些谱线的强弱、等值宽度等特征来判断 YSOs 的光谱型。YSOs 的观测光谱还会受周围环境消光、热尘埃发射、表面引力加速度的影响, 需要对观测光谱进行去红化、区分表面引力强弱等处理<sup>[58-60]</sup>。另外, 确定光谱型时, 可以利用多波段的观测光谱分别进行比较, 使确定的光谱型更加精确。如 Hanson 等人<sup>[61]</sup>在研究 M17 的大质量 YSOs(质量约为 5~20  $M_{\odot}$ ) 过程中, 利用了光学和近红外波段观测的光谱与 YSOs 标准光谱进行特征谱线比较, 得出每个 YSOs 精确的光谱型。YSOs 的光谱型确定之后, 就可以利用不同光谱型中谱线等值宽度与  $T_{\text{eff}}$  的线性关系<sup>[58]</sup> 或者一些光谱型与  $T_{\text{eff}}$  的经验关系<sup>[62]</sup> 确定其有效温度。

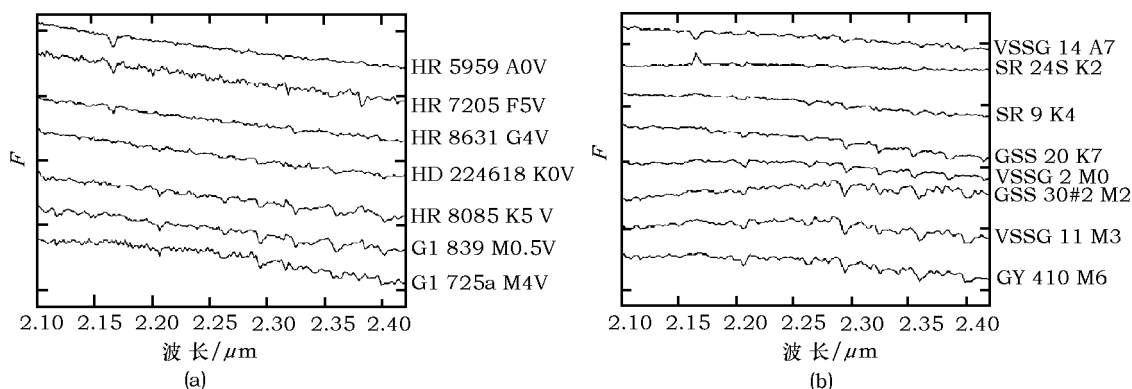


图 5 (a) 一些恒星的标准光谱 (波长范围在 2.1~2.4  $\mu\text{m}$ )<sup>[57]</sup>; (b) YSOs 的光谱 (2.1~2.4  $\mu\text{m}$ )<sup>[58]</sup>

对于光度的确定, Greene 等人<sup>[4]</sup>在对 PMS 恒星光度和质量的研究中给出了三种精确估计光度的方法。一种是先假设谱指数的值, 对观测谱进行外推, 再对这条连续谱的流量密度进行梯形积分得到光度。由于 Class I、Class II 和 Class III 年轻星天体的 SEDs 不同, 需要考虑观测谱外推部分对光度的影响。另一种是根据红化关系对 IR 某一波段的流量作去红化改正, 再由热光度和该流量的线性关系确定光度。第三种是通过 PMS 理论模型建立 PMS 恒星近红外流量与热光度的关系, 由于模型显示  $J$  波段流量与热光度存在比例关系, 因此可以用这种比例关系确定热光度。同时模型采用了不同的年龄、不透明度和对流的处理, 这对光度的确定影响不大。另外, 还可以通过光学或近红外测光确定光度。先对测光星等进行消光改正, 再结合 YSOs 的距离, 根据热改正关系得到相应的热光度<sup>[63]</sup>。

确定了 YSOs 的有效温度和光度, 即年轻星天体在 H-R 图中的位置, 就可以与 PMS 恒星演化模型进行比较并确定 YSOs 的质量。PMS 恒星演化模型有很多, Hillenbrand 和 White<sup>[70]</sup>列出了 7 个研究组的 9 个模型。这些模型的轨迹大致在 0.1~7.0  $M_{\odot}$  范围内, 丰

度假设比较一致, 而不透明度、状态方程和恒星大气等处理存在着较大差异。图 6(a) 是 PS99 模型的演化轨迹<sup>[64]</sup>, 不同质量 PMS 恒星的演化从右侧的诞生线开始, 经过各自演化轨迹到达左侧的零龄主序线, 其中诞生线一般可由质量半径关系获得<sup>[65,66]</sup>。对于大质量的 YSOs, 其演化模型可以参考 Behrend 和 Maeder<sup>[67]</sup> 对  $1\sim 85 M_{\odot}$  的 PMS 恒星演化的研究, 还有 Schaller 和 Schaerer 等人<sup>[68,69]</sup> 对  $0.8\sim 120 M_{\odot}$  恒星演化模型研究的一些结果。图 6(b) 是 M17 恒星形成区中零龄主序 OB 星在 H-R 图中的分布<sup>[61]</sup>, 演化模型是 Schaller 等人的 Geneva 模型<sup>[68]</sup>。这些 OB 星大致分布在 1 Ma 的等年龄线上, 质量在  $7\sim 70 M_{\odot}$  范围。其中, 由光学光谱确定光谱型的源, 其有效温度和热星等能很好地确定, 误差较小。由  $K$  波段光谱确定光谱型的源, 其光谱型范围较大, 有效温度和热星等的误差相对较大。无光谱型的源, 其有效温度由视星等、距离假设和消光关系获得, 不确定性最大。由于有效温度、光度和所采用的演化模型存在一些不确定性, 所以得到的质量也会存在一定的误差。Siess<sup>[71]</sup> 对分光赫罗图方法确定的质量和年龄的不确定性做了分析, 当  $\Delta T_{\text{eff}} = \pm 100$  K 和  $\Delta \lg L = \pm 0.1 L_{\odot}$  时, 确定的质量误差约为  $10\%\sim 20\%$ 。

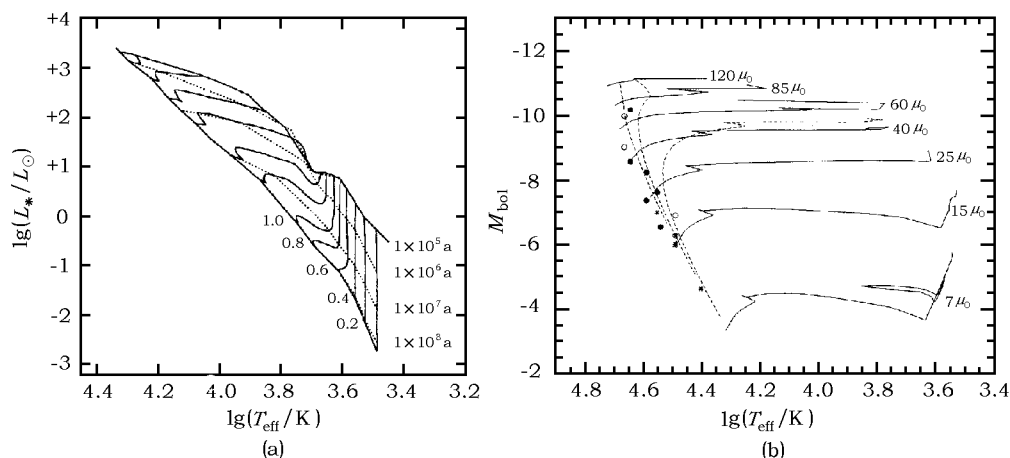


图 6 (a) PMS 恒星的演化轨迹<sup>[64]</sup>; (b) M17 恒星形成区中 15 个大质量星在 H-R 图中的分布<sup>[61]</sup>

图 (a) 中左侧实线是零龄主序线, 右侧实线是诞生线, 两者之间的实线是  $0.1\sim 6.0 M_{\odot}$  范围的等质量线, 虚线由上至下分别是 0.1、1、10 和 100 Ma 的等年龄线; 图 (b) 中实线是  $7\sim 120 M_{\odot}$  范围的等质量线, 虚线由左至右分别是 1、2 和 4 Ma 的等年龄线, 实点由光学确定光谱型的源, 圆圈由  $K$  波段确定光谱型的源, 星号是未确定光谱型的源

### 3.2 测光赫罗图方法

一般来说, 测光赫罗图方法主要是对多个波段 (如  $JHK$  波段) 的观测数据进行处理, 获得 YSOs 的星等、消光等信息, 与分光赫罗图类似, 它也利用 H-R 图和演化模型来约束 YSOs 的质量, 不过这里采用的是双色 (CC) 图和颜色星等 (CM) 图。相对于分光赫罗图方法, 测光观测比较容易, 所得到的结果常用于光度函数和初始质量函数的研究<sup>[59,72]</sup>。

在研究恒星形成区时, 首先要对观测的图像进行测光, 由于各个波段都有观测极限, 同时图像的噪声又会对点源的确定产生干扰, 因此需要确定点源的真实性和完备性, 即分析测光的完备性。一般可以用仿真星实验来确定测光的完备性<sup>[72,73]</sup>, 也可以与已知星表进行比较获得完备性。另外, 由于图中点源存在非形成区成员 (前景星和背景星) 以及它们带来的

光污染, 因此需要根据距离和消光假设对这些场星进行去除, 同时利用银河系模型 [74,75] 得到这些场星产生的光污染, 并对这种污染进行修正。然后, 利用一些经验关系对各波段星等进行红化改正, 从而确定点源的星等和颜色, 并且可以将它们表示在 CC 图和 CM 图中。在 CC 图中, 不同演化时期的年轻星天体占据着特定的区域 [77], 可以将 YSOs 与主序星进行区分, 也可以大致区分 YSOs 的演化阶段。最后, 将所确定的 YSOs 表示在 CM 图中与演化轨迹进行比较, 从而估计 YSOs 的质量。图 7 是 NGC 7538 恒星形成区 YSOs 在 CM 图中的分布情况 [72], 这里的演化轨迹采用了 PS99 模型。由于  $J$  波段受星际物质发射的影响较小, 这里采用了  $J$  vs.  $J-H$  估计年轻星天体的质量。由图可以看出, 对于不同年龄的年轻星天体, 大部分 YSOs 的质量小于  $3 M_{\odot}$ 。通过假设年龄和消光, 结合  $J$  波段的探测极限, 可以由 PS99 模型得到估计质量的最低限, 约为  $0.1 M_{\odot}$  (如图 7 所示)。

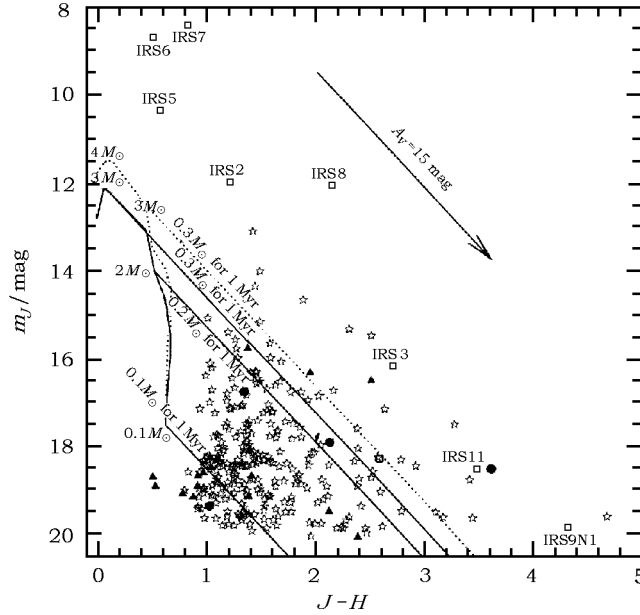


图 7 NGC 7538 的年轻星天体成员在 CM 图中的分布 [72]

曲线分别是  $0.1 \sim 4 M_{\odot}$  范围的  $0.3 \text{ Ma}$  (虚) 和  $1 \text{ Ma}$  (实) 等时线, 斜线是红化线, 空五星表示 Class II 成员, 实三角是 Class I 成员, 圆点表示  $H-K > 2$  的点源, 方形为红外亮源

另外, YSOs 在图 7 中的位置是受本身红外超和星际消光影响的结果, 可以利用经验关系 (如星际红外消光律 [76]) 对红外超和星际消光进行量化, 表示成矢量形式, 如图 7 的消光矢量  $A_V$ 。研究表明 T Tauri 恒星在 CC 图和 CM 图中的位置可以通过红外超矢量和星际消光矢量确定 [77,78]。据此, López-Chico 和 Salas [79] 利用不同的盘模型研究红外超矢量和消光矢量的特征, 并建立了主矢量方法来确定 T Tauri 恒星的质量。与前述测光方法不同, 他们对 CC 图和 CM 图进行坐标转换而得到两个红外超 - 消光 (D-X) 图, 并且由主矢量方法得到 T Tauri 恒星在 D-X 图中的位置。由于两图之间没有依赖关系, 而且两图的尺度相同, 因此可以直接比较主矢量长度来确定 T Tauri 恒星的质量。所确定的质量与动力学质量相比较, 两者有  $20\% \sim 45\%$  的差别, 这可能是由恒星的距离和年龄误差引起的。

## 4 其他年轻星天体质量的研究

### 4.1 年轻星天体脉动

中等质量 ( $1.5 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$ ) 的 PMS 恒星 (如 Herbig Ae/Be 恒星) 存在不同时间尺度的光变, 如星期尺度的由星际尘埃引起的光变; 由成团吸积或光球活动引起的小时或天尺度的光变;  $\delta$  Scuti 型恒星因脉动而产生的分钟到小时尺度的光变<sup>[80]</sup>。研究表明, 许多 Herbig Ae/Be 恒星在由原恒星到主序的演化过程中会经过一个脉动不稳定带, 并显示  $\delta$  Scuti 型年轻星的周期光变。它们的变化周期少于 0.3 d, 光变幅度约为 0.003~0.3 mag, 这种光变可能与恒星的内部活动相关<sup>[81]</sup>。Marconi 和 Palla<sup>[82]</sup> 利用脉动模型研究这种脉动特征并给出了不稳定带的范围, 不稳定带与观测数据的比较可以用于约束 PMS 恒星的质量和演化时期。

Marconi 和 Palla 主要对脉动模型进行了线性和非线性分析, 这里只研究了脉动模型的基频、一阶泛频和二阶泛频三种径向模式<sup>[82,83]</sup>。线性分析可以估计出不稳定带的蓝边界, 即允许脉动的最大温度 (光度给定), 而红边界未能确定。非线性分析采用了线性分析的结果并对模型的稳定性进行分析, 分析显示随着有效温度的增加, 三种模式存在稳定性限制, 进而得出不稳定带的范围。对于  $\delta$  Scuti 型年轻星天体, 由于观测数据的不确定性, 使得所确定的光度和有效温度存在误差, 因此 PMS 恒星表示在 H-R 图中是一个范围。这个范围可以利用不稳定带来约束, 即对质量和演化时期的约束, 同时也会对 PMS 演化模型产生一定的约束。观测得到光度、有效温度和光变周期后, 可以利用脉动模型确定恒星质量。由于径向的脉动模型不能区分恒星的演化时期, 因此会有 PMS 和主序后 (post-MS) 两种质量, 如 HD 35929 作为 PMS 恒星的质量是  $3.4 M_{\odot}$  (一阶泛频模式) 或  $3.8 M_{\odot}$  (二阶泛频模式), 作为 post-MS 恒星的质量是  $2.7 M_{\odot}$  (二阶泛频模式)<sup>[84]</sup>。目前已有 36 个 PMS 脉动恒星被发现, 其中 6 个因脉动周期的确定不够精确而被列为候选成员 (详见文献 [85] 中的表 1)。

### 4.2 磁层吸积

观测证据表明, YSOs 通过质量外流和盘的吸积来转移角动量, 吸积位置开始于在距光球层几个恒星半径处的星周盘内边缘, 吸积物质经过磁层到达光球层<sup>[86]</sup>。磁层内磁场由中心星与星周盘的相互作用产生, 它会对物质下落和星体转动产生影响。一般吸积物质沿着磁力线自由下落到星体表面, 对这种物质下落的研究可以用来确定 PMS 恒星的质量下限<sup>[87]</sup>。

物质下落被认为是磁场对吸积盘的影响产生的, 而这种下落的速度受到盘转动等因素的影响是偏离径向的。假设当盘物质沿磁力线做这种径向下落时, 转动能量已经完全损失。因此, 碰撞恒星表面的物质流速度  $V_{\text{stream}}$  可以由不同半径处的势能表示, 如下式:

$$\frac{1}{2} V_{\text{stream}}^2 = \frac{GM}{R} - \frac{GM}{R_{\text{hole}}},$$

其中  $M$ ,  $R$ ,  $R_{\text{hole}}$  和  $G$  分别是年轻星天体的质量、半径、磁层半径和引力常数。确定  $R$ ,  $R_{\text{hole}}$  和  $V_{\text{stream}}$  后就可以根据  $M = V_{\text{stream}}^2 R (1 - R/R_{\text{hole}})^{-1} / (2G)$  计算 PMS 恒星的质量。其中, 半径  $R$  的确定取决于光谱型估计的有效温度和经验关系得到的中心星光度, 而不依赖 PMS 演化轨迹。物质流速度方向与视线方向存在一个角度  $\theta$ , 因此物质流速度与观测速度的关系可表示

为:  $V_{\text{ipc}} = V_{\text{stream}} \times \cos \theta$ 。这里用观测速度  $V_{\text{ipc}}$  代替  $V_{\text{stream}}$ , 可以看出确定的质量会偏低。观测速度可通过逆天鹅 P 型 (IPC) 轮廓中吸收线 (如 NaD, He I) 的红移测定, 考虑到辐射转移效应对 IPC 轮廓的影响,  $V_{\text{ipc}}$  取最深吸收轮廓确定的速度和吸收线确定的最大速度两种情况。 $R/R_{\text{hole}}$  的确定较难, 它可以通过比较星周盘 (有无内孔的情况) 的红外超来估计。取  $R_{\text{hole}} = \infty$  时, 可以确定质量的最低限。考虑到半径  $R$  的误差 (约为 20%~30%) 和观测速度  $V_{\text{ipc}}$  的误差 (约为 10%), 质量下限的最大误差范围是  $\pm 45\%$ 。

## 5 总结与展望

上面介绍的这些方法都对观测信息的准确程度有一定的依赖, 观测分辨率的高低会直接影响确定质量的结果。就方法本身而言, 借助开普勒运动的动力学方法最为直接, 也更加精确。对于年轻星天体, 这种方法主要适用于中小质量年轻双星、单星的研究, 双星又分为目视、分光和食双星。年轻目视双星的观测一般需要较长时间, 其质量确定要求较准确的距离和两星的相对轨道运动, 其中两星的相对运动 (即质量比) 不易准确得到。因此, 大多数目视双星研究可以得到准确的双星总质量, 对于两星的质量只能做大致估计。年轻分光双星质量确定的困难在于双星的轨道面倾角、轨道半长径等参数存在一些误差, 由此得到的质量也会存在误差 ( $\leq 10\%$ )。目前最精确 YSOs 质量由食双星的研究得到, 而这类双星的已知数目很少, 不能为其他相关研究提供足够的样本。对于单星情况, 其质量确定要求有较清晰的星周盘运动, 而且盘的运动是开普勒转动, 质量确定对盘的各参数有一定的依赖。确定的质量误差主要来自于距离和盘的倾角, 其中距离带来的误差难以改善。

对于分光赫罗图和测光赫罗图方法, 它们都利用了 H-R 图来确定 YSOs 的质量, 相对而言, 分光赫罗图方法的观测信息更多, 对 YSOs 质量的约束更好, 而测光赫罗图方法的观测更容易, 数据的处理更加简单, 适合于统计研究。对于分光赫罗图方法, 它由观测信息转换获得光度和有效温度, H-R 图作为桥梁将模型轨迹和观测信息联系起来, 从而确定 YSOs 的质量。由于 YSOs 的光谱型到光度和有效温度转换都是一些经验关系, 所以它们在 H-R 图中的位置存在一些不确定性, 而测光赫罗图方法的消光和红外超由经验结果得到, 同样有较大的不确定性。López-Chico 和 Salas 的测光赫罗图方法仅对已研究的 Class II T Tauri 恒星做了验证, 而更年轻或更老的 YSOs 还需要进一步的研究。由于主矢量方法对消光的要求, 它不适合于消光  $A_V > 25 \text{ mag}$ 、消光比 ( $R$ ) 高出正常值 ( $R = 3.1$ ) 的情况。两种赫罗图方法一般会采用演化模型研究 YSOs 的质量和年龄, 而不同的演化模型之间存在一定的差异, 主要是它们对恒星内部特征、化学成分、边界条件等有着不同的假设或近似<sup>[71]</sup>。目前  $M < 1 M_{\odot}$  的 PMS 演化轨迹尚不确定, 低于  $0.6 M_{\odot}$  的各模型的演化轨迹存在较大差异, 因此需要更多小质量 YSOs 的质量研究样本来完善相应的 H-R 图<sup>[70,71]</sup>。

中等质量 YSOs 的脉动特征是 YSOs 演化过程中特定阶段的物理特征, 在 H-R 图中表现为脉动不稳定带。不稳定带对 YSOs 质量有明显的约束, 但它的演化时标相对于 Kelvin-Helmoltz 时标很小, 如对于  $1.5 M_{\odot}$  的年轻星天体约占 10%, 而  $4 M_{\odot}$  的年轻星天体约占 5%<sup>[84]</sup>。对于质量的确定, 脉动方法的主要限制是观测脉动频率的不确定性、不易区分 PMS 和 post-MS 演化时期 (尤其是恒星靠近主序时) 和可能存在未考虑的非径向脉动模式<sup>[81]</sup>。对于观测频率的不确

定性, 未来有望利用 MOST 和 COROT 卫星对 PMS  $\delta$  Scuti 型变星进行空间观测, 提高观测精度, 并进一步研究它们的脉动特征<sup>[80,88]</sup>。对于后两种限制, 需要进行径向和非径向脉动模型的研究, 以便更好地理解变星的内部特征, 同时非径向脉动模型可能有助于 PMS 和 post-MS 演化时期的区分<sup>[89]</sup>。

对于磁层吸积的方法, 磁场对吸积盘的影响是复杂的, 如磁力线的分布并不清楚、吸积流撞击恒星表面的位置可能是中等纬度以及物质下落并非理想的自由下落等。同时, 星周盘的倾角未知,  $R/R_{\text{hole}}$  存在很大的不确定性。由于以上原因这种方法很难准确确定 YSOs 的质量, 只能估计一个质量下限, 可靠的方法是采用转动速度来确定质量<sup>[90]</sup>。如果对 YSOs 的磁层吸积过程做细致的观测, 提高 IPC 轮廓、半径和吸积流速度的精度, 那么所确定的质量也会更加准确。这种方法的优点在于不借助复杂的演化模型, 其数据处理更方便。

可以预见, 随着更多大型多波段望远镜和新一代空间望远镜的使用, 如正在建造的大型地面望远镜 GMT (Giant Magellan Telescope)、已发射的空间红外望远镜 SIRTf (Space Infrared Telescope Facility), 将取代哈勃空间望远镜 (Hubble Space Telescope) 的 JWST (James Webb Space Telescope) 等。这些望远镜可以获得更高分辨率的图像、光谱等信息, 结合较完善的 YSOs 演化模型, 用于更准确的质量确定。同时, 可以观测到新的研究样本, 如年轻单 / 双星、年轻星团和  $\delta$  Scuti 型变星等, 用于改进 YSOs 的演化理论, 研究恒星形成的物理机制, 并提高对 YSOs 演化过程的认识。

## 参考文献:

- [1] Shu F H, Adams F C, Lizano S. ARA&A, 1987, 25: 23
- [2] Lada C J. In: Peimbert M, Jugaku J ed. IAU Symp.No.115, Star Formation Regions, Dordrecht: Reidel, 1987: 1
- [3] Andre P, Ward-Thompson D, Barsony M. ApJ, 1993, 406: 122
- [4] Greene T P, Wilking B A, Andre P, et al. ApJ, 1994, 434: 614
- [5] Adams F C, Lada C J, Shu F H. ApJ, 1987, 312: 788
- [6] Koyama K. ASPC, 2002, 277: 143
- [7] Bonnell I A, Bate M R. MNRAS, 2002, 336: 659
- [8] Churchwell E D. ARA&A, 2002, 40: 27
- [9] 曾 琴, 毛瑞青, 裴春传. 天体物理中的微波谱线诊断. 北京: 中国科学技术出版社, 2006: 67
- [10] Wittkowski M. <http://adsabs.harvard.edu/abs/2004astro.ph.12519W>, 2004
- [11] Andersen J. A&ARv, 1991, 3: 91
- [12] Piskunov A E, Myakutin V I, Joshi U C. MNRAS, 1986, 220: 383
- [13] Monnier J D. Reports on Progress in Physics, 2003, 66: 789
- [14] Malbet F. Ap&SS, 2003, 286: 131
- [15] Simon M. IAUS, 2001, 200: 454
- [16] Tamazian V S, Docobo J A, White R J, Woitas J. ApJ, 2002, 578: 925
- [17] Johnston K J, Fey A L, Gaume R A, et al. ApJ, 2004, 604: 65
- [18] Nielsen E L, Close L M, Guirado J C, et al. Astronomische Nachrichten, 2005, 326: 1033
- [19] Close L M, Thatte N, et al. AJ, 2007, 665: 736
- [20] Guirado J C, Reynolds J E, Lestrade J-F, et al. ApJ, 1997, 490: 835

- [21] Konopacky Q M, Ghez A M, Altenbach F, et al. In: Protostars and Planets V, Proceedings of the Conference held October 24-28, 2005, in Hilton Waikoloa Village, Hawai'i. LPI Contribution No. 1286, 2005, 8541
- [22] Reipurth B, Zinnecker H. *A&A*, 1993, 278: 81
- [23] Correia S, Zinnecker H, Ratzka T, Sterzik M F. *A&A*, 2006, 459: 909
- [24] Guenther E W, Esposito M, Mundt R, et al. *A&A*, 2007, 467: 1147
- [25] Prato L, Simon M, Mazeh T, et al. *ApJ*, 2002, 569: 863
- [26] Steffen A T, Mathieu R D, Lattanzi M G, et al. *AJ*, 2001, 122: 997
- [27] Zucker S, Mazeh T. *ApJ*, 1994, 420: 806
- [28] Alcalá J M, Covino E, Melo C, Sterzik M F. *A&A*, 2002, 384: 521
- [29] Martín E L, Magazzù A, Delfosse X, Mathieu R D. *A&A*, 2005, 429: 939
- [30] König B, Guenther E W, Woitas J, Hatzes A P. *A&A*, 2005, 435: 215
- [31] Schaefer G H, Simon M, Prato L, Barman T. *AJ*, 2008, 135: 1659
- [32] Stempels H C, Hebb L, Stassun K G, et al. *A&A*, 2008, 481: 747
- [33] Mamajek E E, Lawson W A, Feigelson E D. *ApJ*, 2000, 544: 356
- [34] Andersen J. *A&A*, 1975, 44: 445
- [35] Casey B W, Mathieu R D, Suntzeff N B, et al. *AJ*, 1995, 109: 2156
- [36] Casey B W, Mathieu R D, Vaz L P R, et al. *AJ*, 1998, 115: 1617
- [37] Covino E, Catalano S, et al. *A&A*, 2000, 361: L49
- [38] Covino E, Frasca A, et al. *A&A*, 2004, 427: 637
- [39] Popper D M. *ApJ*, 1987, 313: 81
- [40] Tomkin J. *ApJ*, 1983, 271: 717
- [41] Mezzetti M, Predolin F, et al. *A&AS*, 1980, 42: 15
- [42] Stassun K G, Mathieu R D, Vaz L P R, et al. *ApJS*, 2004, 151: 357
- [43] Stassun K G, Mathieu R D, Cargile P A, et al. *Nature*, 2008, 453: 1079
- [44] Irwin J, Aigrain S, Hodgkin S. *MNRAS*, 2007, 380: 541
- [45] Stassun K G, Mathieu R D, Valenti J A. *Nature*, 2006, 440: 311
- [46] Stassun K G, Mathieu R D, Valenti J A. *ApJ*, 2007, 664: 1154
- [47] Dutrey A, Guilloteau S, Simon M. *A&A*, 1994, 286: 149
- [48] Guilloteau S, Dutrey A. *A&A*, 1998, 339: 467
- [49] Guilloteau S, Dutrey A, Simon M. *A&A*, 1999, 348: 570
- [50] Simon M, Guilloteau S, Dutrey A. *ApJ*, 2000, 545: 1034
- [51] Launhardt R, Pavlyuchenkov Y, et al. *A&A*, 2009, 494: 147
- [52] Pety J, Gueth F, Guilloteau S, Dutrey A. *A&A*, 2006, 458: 841
- [53] Brinch C, Crapsi A, Hogerheijde M R, et al. *A&A*, 2007, 461: 1037
- [54] Cesaroni R, Neri R, Olmi L, et al. *A&A*, 2005, 434: 1039
- [55] Fuente A, Alonso-Albi T, Bachiller R, et al. *ApJ*, 2006, 649: 119
- [56] Doppmann G W, Jaffe D T. *AJ*, 2003, 126: 3030
- [57] Morgan W W, Keenan P C. *ARA&A*, 1973, 11: 29
- [58] Greene T P, Meyer M R. *ApJ*, 1995, 450: 233
- [59] Levine J L, Steinhauer A, Elston R J, et al. *ApJ*, 2006, 646: 1215
- [60] Luhman K L, Lada E A, Muench A A, Elston R J. *ApJ*, 2005, 618: 810
- [61] Hanson M M, Howarth I D, Conti P S. *ApJ*, 1997, 489: 698
- [62] de Jager C, Nieuwenhuijzen. *A&A*, 1987, 177: 217
- [63] Chavarría-K C, Moreno-Corral M A, Terranegra L, et al. *RMxAA*, 2005, 41: 77
- [64] Palla F, Stahler S W. *ApJ*, 1999, 525: 772
- [65] Stahler S W. *ApJ*, 1983, 274: 822
- [66] Palla F, Stahler S W. *ApJ*, 1990, 360: L47
- [67] Behrend R, Maeder A. *A&A*, 2001, 373: 190

- [68] Schaller G, Schaerer D, Meynet G, et al. *A&AS*, 1992, 96: 269
- [69] Schaerer D, Meynet G, Maeder A, et al. *A&AS*, 1993, 98: 523
- [70] Hillenbrand L A, White R J. *ApJ*, 2004, 604: 741
- [71] Siess L. *ASPC*, 2001, 243: 581
- [72] Ojha D K, Tamura M, Nakajima Y, et al. *ApJ*, 2004, 616: 1042
- [73] Hillenbrand L A, Carpenter J M. *ApJ*, 2000, 540: 236
- [74] Wainscoat R J, Cohen M, Volk K, et al. *ApJS*, 1992, 83: 111
- [75] Robin A C, Reyl re C, Derri re S, et al. *A&A*, 2003, 409: 523
- [76] 高 健, 姜碧涛. *天文学进展*, 2007, 25: 3
- [77] Lada C J, Adams F. *ApJ*, 1992, 393: 278
- [78] Meyer R M, Calvet N, Hillenbrand L A. *AJ*, 1997, 114: 288
- [79] López-Chico T A, Salas L. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 2007, 43: 155
- [80] Ripepi V, Marconi M, Palla F, et al. *Memorie della Societ  Astronomica Italiana*, 2006, 77: 317
- [81] Marconi M, Palla F. *Ap&SS*, 2003, 284: 245
- [82] Marconi M, Palla F. *ApJ*, 1998, 507: 141
- [83] Bono G, Caputo F, Cassisi S, et al. *ApJ*, 1997, 477: 346
- [84] Marconi M, Ripepi V, Alcal  J M, et al. *A&A*, 2000, 355: 35
- [85] Zwintz K. *ApJ*, 2008, 673: 1088
- [86] Edwards S. *IAUS*, 1997, 182: 433
- [87] Bonnell I A, Smith K W, Meyer M R, et al. *MNRAS*, 1998, 299: 1013
- [88] Ripepi V, Marconi M, Palla F, et al. *Memorie della Società Astronomica Italiana*, 2006, 9: 200
- [89] Ruoppo A, Marconi M, Marques J P, et al. *A&A*, 2007, 466: 261
- [90] Palla F, Stahler S W. *ApJ*, 2001, 553: 299

## The Mass of Young Stellar Objects

YIN Jia<sup>1,2</sup>, JIANG Zhi-bo<sup>1</sup>

(1. *Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210008, China*; 2. *Graduate School of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100039, China*)

**Abstract:** Young stellar objects (YSOs) evolve from molecular cloud cores through protostars and pre-main-sequence(PMS) to zero-aged main-sequence (ZAMS) stars. During this process, their masses, which are the most fundamental parameter, play a very important role. The masses of YSOs determine almost everything about their birth, life, and death.

Four fundamental methods of estimating the mass of YSOs are introduced in the paper(classified as Dynamic, Hertzsprung-Russell (H-R) diagram, Pulsation, and Magnetospheric accretion). The most direct method to determine stellar mass is through the analysis of dynamical parameters. This can be accomplished by measuring the periods of orbital components, the radial velocities of unresolved companions in binary system, or the kinematics of a circumstellar disk



in a single star. The second one is to plot the objects onto the H-R diagram and compare their positions with theoretical evolutionary tracks. Their positions depend on their temperatures and luminosities (or their colors and magnitudes) that are determined by their spectral types and extinctions and/or photometry. The third one to estimate the mass of Herbig Ae/Be star is through the pulsational instability strip, which is defined by the analysis of photometric variability. Finally, the velocity of the accreting material can be used to measure the stellar potential energy, which, combined with the stellar radius, yields the mass of a PMS star.

These methods can be used to constrain the mass of YSOs, but there are still some problems. For the first method, although the determined mass is more precise than other methods, there would be errors in dynamical parameters due to observational uncertainty. Moreover, the sample of such objects is small; the errors of second method come from the uncertainties of the theoretical evolutionary tracks and the uncertainties of temperature and luminosity due to the errors of the measured spectral type and extinction (or the uncertainties of color and magnitude of YSOs due to the errors of extinction and photometry); for the third method, the boundaries of the pulsational instability strip are not precise enough due to the unclear intrinsic properties of YSOs; for the last one, there is a complex motion of the accreting material, its physical velocities may not be truly free-fall.

With the development of new observational technology, the observational accuracy will be improved, and the samples of YSOs will be enlarged. This will greatly improve our understanding of the formation and evolution of YSOs. And the mass of YSOs will be more accurately determined.

**Key words:** star formation; Young Stellar Objects; Hertzsprung-Russell diagram