

文章编号: 1000-8349(2004)03-0235-10

# 银河系厚盘及其形成机制

温 文, 赵君亮

(中国科学院 上海天文台, 上海 200030)

**摘要:** 银河系厚盘的发现, 对于研究银河系以至星系的结构和演化具有重要意义。在简单回顾银河系结构研究史和厚盘发现过程的基础上, 综合介绍了人们对银河系厚盘各方面性质认识现状, 并对迄今为止所提出的几种厚盘形成机制作了比较详细的说明和讨论。就目前来看, 与伴星系的并合可能是形成厚盘最为可能的机制。

**关键词:** 天体物理学; 厚盘; 综述; 银河系; 银盘; 形成机制

**中图分类号:** P156      **文献标识码:** A

## 1 银河系结构早期研究史回顾

1785 年, 威廉·赫歇尔通过恒星计数得出, 银河系恒星分布的主要部分为一个扁平圆盘状结构。他在 1083 次观测中, 共计数了 117600 颗恒星, 极限星等约 14.5 mag。在此基础上, 赫歇尔又加上若干假设, 从而得出了天文学史上第一个银河系模型。尽管在赫歇尔的模型中太阳位于银河系的中心, 而这一点以及他所作的 4 个假设后来被证明都是不正确的, 但是他所开创的研究方法以及所得出的基本结论, 对于人们研究银河系结构以至正确认识宇宙都具有重大的历史意义。

1918 年, Shapley<sup>[1]</sup> 利用 69 个球状星团的空间分布为 90% 在银心方向一侧的观测事实, 正确地推断太阳并不位于银河系中心, 而是位于银河系中心和边缘之间, 且比较靠近边缘一侧。这一结论为正确认识太阳在银河系中的位置, 以及进一步研究银河系结构奠定了基础。这时, 距赫歇尔提出第一个银河系模型已经过去了 130 余年。

1932 年, Oort<sup>[2]</sup> 第一个成功地综合利用太阳邻域内恒星运动的观测资料, 描绘了为人们广泛接受的银河系图像。他建立了第一个现代银河系质量模型, 并开创了用动力学方法来解释运动学状态的研究途径, 这就是 Oort-Lindblad 理论。1954 年 Kwee 等人<sup>[3]</sup> 通过 21 cm 中性氢的观测, 首次发表了比较可靠的银河系自转曲线, 而后人们则在这类工作的基础上提出了许多银河系模型。其中, 由 Schmidt<sup>[4]</sup> 提出的模型被认为是标准模型。在 Schmidt 模型

---

**收稿日期:** 2003-12-29; **修回日期:** 2004-02-17; **特约稿**

**基金项目:** 国家自然科学基金重点资助项目 (10333020); 上海市科学技术发展基金资助项目 (01JC14035)

中, 银河系被看成是 4 个高度扁平的椭球子系的叠合。这里的椭球子系泛指由银河系恒星构成的子系统 (而不是后来特指由星族 II 恒星构成的椭球子系), 其外形呈等轴椭球体 (又称旋转椭球体) 状。同一子系中的恒星具有类似的运动学或物理性质, 而不同子系的恒星在这些性质上有较为明显的差异。

更近一些时候的银河系模型认为, 银河系是一个正常 Sbc 星系, 同许多河外星系一样可以分解为盘和椭球子系两种成分。银盘 (即扁平子系) 中恒星的年龄比较轻, 金属丰度高, 绕银心运动速度大而速度弥散度小, 运动轨道面与银道面交角很小; 椭球子系中恒星的年龄比较老, 金属丰度低, 绕银心运动速度小而速度弥散度大, 运动轨道面与银道面可以交任意角。银盘的面亮度  $I$  服从指数分布。椭球子系的面亮度服从  $R^{1/4}$  律<sup>[5]</sup>:

$$I(R) = I(0)\exp(-kR^{1/4}) \equiv I_e \exp\{-7.67[(R/R_e)^{1/4} - 1]\}, \quad (1)$$

式中  $R$  为银心距,  $R_e$  为银河系有效半径, 即包含总光度一半的银心距, 而  $I_e$  为  $R_e$  处的面亮度。(1) 式又称为 de Vaucouleurs 规律。 $I$  也可以用下列 Hubble-Reynolds 规律来表示<sup>[5]</sup>:

$$I(R) = I_0 R_H^2 / (R + R_H)^2, \quad (2)$$

这里  $R_H \approx 0.1R_e$ 。

建立合理的银河系模型的主要目的在于, 从理论上对观测资料作出解释, 进而研究银河系的结构和演化, 包括化学演化和动力学演化。根据 Binney 和 Merrifield<sup>[6]</sup> 的总结, 在这个问题上可以有以下几类模型:

(1) 质量模型。这类模型应该对银河系或银河系各个成分特有的密度分布作出说明, 并使模型的运动学预期值与一些观测量相一致, 后者如 Oort 常数、太阳附近的总面密度等。Dehnen 和 Binney<sup>[7]</sup> 的模型即属于这一类。

(2) 恒星计数模型。这类模型应该对银河系内不同位置上的恒星绝对星等  $M$  的分布给出正确的说明, 即给出不同位置 ( $x$ ) 上的光度函数  $\phi(M, x)$ 。Bahcall 和 Soneira<sup>[8]</sup> 提出的模型就是一种恒星计数模型。

(3) 运动学模型。由于许多研究工作不仅与恒星的位置和视星等有关, 而且还会涉及到恒星的空间运动, 所以运动学模型不仅要求能从理论上预言恒星的数密度与绝对星等之间的函数关系, 而且要对银河系中不同位置上的速度分布作出预言。Ratnatunga 等人<sup>[9]</sup> 曾经提出过一种运动学模型。

(4) 动力学模型。构成一个运动学模型极为困难, 因为要涉及到大量的自由参数。为此, 可以在合理地假定银河系处于某种动力学状态的前提下, 利用动力学条件来消去其中的大部分自由参数, 这就是动力学模型。不过, 这一问题迄今未能很好地得到解决。Dehnen 和 Binney<sup>[10]</sup> 曾利用这条途径取得了一些初步结果。

此外, 还有化学演化模型, 即通过研究银河系化学元素的增丰过程, 来探索银河系的形成和演化途径, 如 Chang 等人<sup>[11]</sup> 的工作。

## 2 厚盘的发现及其主要特征

厚盘的概念首先由 Gilmore 和 Reid<sup>[12]</sup> 于 1983 年提出。在有关暗星系列研究的第三篇论

文中, Gilmore 和 Reid 沿用前两篇论文的结果<sup>[13,14]</sup>, 得到了南银极附近 18.24 平方度天区内约 12500 颗恒星的绝对星等, 极限星等  $M_V = 19.0 \text{ mag}$ ,  $M_I = 18.0 \text{ mag}$ 。这一星等完备的样本不仅包括了日心距 100 pc 以外的恒星, 而且可以用来导出银面距 5 kpc 范围内恒星的光度函数和银河系恒星的数密度梯度。这里需要指出的是, Gilmore 和 Reid 是根据测光视差来导出恒星内禀绝对星等的, 因而与恒星的运动学性质无关<sup>[13]</sup>。另一方面, 他们所得出的空间密度与运动学(自行)研究的结果符合得极好<sup>[14]</sup>, 而且从这种纯测光样本导出的光度函数与通过运动学途径得到的结果一致<sup>[14]</sup>, 由此进一步证明了上述样本的可靠性。

通常认为, 垂直于银道面的恒星空间密度分布大体上可以用某种指数密度律函数来描述, Bahcall 和 Soneira<sup>[15]</sup> 对此作了很好的总结。然而, 在这之前已经有人认识到用单一指数律来表示不同银面距的恒星密度分布可能是不够的, 并尝试引入第二个成分。例如, Hill 等人<sup>[16]</sup> 对北银极附近 A 型和 F 型矮星的密度律进行了研究, 结果发现尽管银面距  $z \approx 500 \text{ pc}$  范围内 F 型星的密度分布与单一指数律相一致, 标高约为 125 pc, 但 A 型星的分布却要求有两个成分, 在  $z \approx 300 \text{ pc}$  以内指数分布的标高约为 90 pc, 而位于这一范围以外的恒星主要属于第二个指数成分, 标高约为 170 pc。之前, Woolley 和 Stewart<sup>[17]</sup> 对 A 型矮星的分析也得出了类似的结果。又如 Eriksson<sup>[18]</sup> 曾导出南银极附近  $M_V \leq +8 \text{ mag}$  的一批巨星和矮星的密度律, 认为它们需要用 3 个成分来对观测资料进行模型拟合: 第一个指数成分用于 1 kpc 以内的恒星, 更远的恒星要求第二个指数成分, 标高为 700~1000 pc, 而第三个指数成分则在 3 kpc 范围以外才起主要作用。在这类工作中, 除了恒星密度观测资料外, 有的还用到了速度资料。

Gilmore 和 Reid<sup>[12]</sup> 利用他们的观测资料所得出的主要结论是:

(1) 对于绝对星等约小于 +4 mag 的恒星来说, 光度函数随着银面距  $z$  的增加暗星数迅速变陡(增大), 这种趋势大致保持到  $z = 1 \sim 2 \text{ kpc}$  的地方(参见文献[12]中的图 4)。

(2) 恒星的数密度分布表明, 在银面距  $z \approx 1 \text{ kpc}$  范围以内, 银河系的垂直结构可以用一个服从指数分布的成分来描述, 标高约为 300 pc, 这就是薄盘, 也即标准双成分(盘-椭球子系)模型中的银盘。薄盘中恒星的密度律随恒星光度的不同而表现出有明显的变化, 其中亮星( $M_V \leq +4 \text{ mag}$ )的标高约为 100 pc, 构成年轻薄盘, 而暗星( $M_V > +4 \text{ mag}$ )的标高约为 300 pc, 构成老年薄盘。年轻亮星明显向银道面集中, 或者说银面聚度很高。

(3) 在  $z \approx 1 \text{ kpc}$  以外至少到  $z = 5 \text{ kpc}$  范围内的恒星主要属于第二个指数成分, 标高约为 1450 pc, 称为厚盘。与薄盘相比, 厚盘的年龄比较老, 金属丰度比较低。在太阳邻域内, 厚盘恒星约占恒星总数的 2%。图 1 是 Gilmore 和 Reid 确认厚盘存在的主要观测依据。

(4) 厚盘恒星属于中介星族 II, 与薄盘中的盘星族和球状星团等极端星族 II 天体相比, 它们在年龄、金属丰度以及运动学性质等方面都处于中间状态。

(5) 包括球状星团在内的极端星族 II 天体在银河系外部区域中占有主导地位, 而在 5 kpc 范围内它们可能只占总数的百分之几。银河系恒星分布的简单双成分模型应该代之以三成分模型, 即“薄盘+厚盘+椭球子系”模型。

自 Gilmore 和 Reid 的工作后, 人们对厚盘产生了很大的兴趣, 银河系厚盘的存在已被普遍接受, 天文学家对厚盘的结构、年龄、金属度、运动学状态等各方面性质及其形成机制从观测到理论进行了深入的研究和讨论<sup>[19~26]</sup>。然而, 由于样本及方法不同等原因, 这些研究工作所得出的结论并未完全取得一致, 有的甚至恰好相反。例如, Gratton 等人<sup>[23]</sup>、Fuhrmann<sup>[19]</sup>

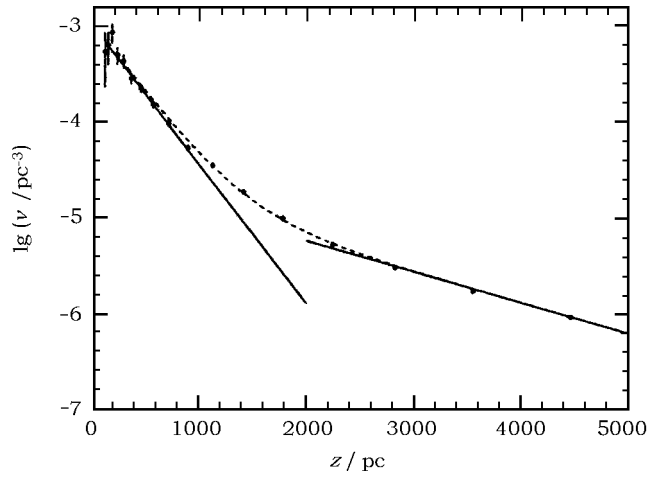


图 1 太阳附近恒星 ( $4 \text{ mag} \leq M_v \leq 5 \text{ mag}$ ) 空间密度分布随银面距的变化<sup>[12]</sup>

其中左边实线代表薄盘 (标高 300 pc), 右边实线代表厚盘 (标高 1450 pc)。

表 1 银河系薄盘、厚盘和椭球子系的基本性质

	占太阳附近 恒星的 比例	标长 /kpc	标高 /pc	速度弥散度 /km·s <sup>-1</sup>			轨道运动速度 /km·s <sup>-1</sup> $V_C$	[Fe/H]	年龄 /Gyr	参考 文献
				$\sigma_U$	$\sigma_V$	$\sigma_W$				
年轻薄盘	20%		100			20		0.0	≤3	[27]
老年薄盘									≤8~9	[19]
	80%		300			20	200	-0.3	≥3	[27]
	90%		270			20		0.3~-0.5		[28]
				39 ± 2	20 ± 2	20 ± 1				[29]
			300	35	20	16				[30]
			250			21				[33]
厚盘	4.5 ± 0.6			46 ± 4	50 ± 4	35 ± 3	200	≤ -0.6		[31]
	2%		1450							[12]
				67	38	35		-0.61	10~12	[19]
	2%		1000~2000			60	40~100	-0.6	≥12	[27]
								-0.5	8.2	[32]
	9.5%		1000			40		-0.5~-1.5		[28]
	5.6%±1.0%	2.5 ± 0.3	760 ± 50			42	180	-0.7±0.2		[33]
	2%			63 ± 6	39 ± 4	39 ± 4				[29]
				63 ± 6	39 ± 4	39 ± 4		-0.48 ± 0.05		[34]
	1%		1000~1500			45	100~200	-1	8~11	[39]
椭球子系	≈0.5%		3200			90		≤ -1		[28]
				114 ± 11	106±9	94±8	36~50	≤ -2.2		[31]
	≤ 1%									[35]
	0.1%		≥ 4000					-1.5		[27]
							0±40			[33]

以及 Mashonkina 和 Gehren<sup>[21]</sup> 发现, 厚盘中恒星形成过程的持续时间不会超过 1 Gyr, 而 Prochaska 等人<sup>[20]</sup> 的结论是恒星形成时标要明显超过 1 Gyr。又如 Fuhrmann<sup>[19]</sup>、Prochaska 等人<sup>[20]</sup> 和 Feltzing 等人<sup>[25]</sup> 发现薄盘和厚盘中  $\alpha$  元素的变化趋势明显不同, 而 Chen 等人<sup>[22]</sup> 的结论则与之相反。

表 1 列出了由不同作者所得出的关于银河系厚盘的一些基本情况, 以及薄盘和椭圆子系的相应数据。

不仅在银河系, 在一些侧向盘状星系中也陆续发现了存在厚盘的观测证据<sup>[36~38]</sup>。因此, 对星系(至少一部分盘状星系)来说, 厚盘很可能就像薄盘、椭圆子系以至晕一样, 是星系结构中实际存在的一种成分, 它的性质和形成必然与星系演化以及星系中恒星的演化过程密切相关, 而有关厚盘的讨论无疑对星系结构和演化的研究具有重要意义。

### 3 厚盘形成的机制

随着观测和研究工作的深入, 人们提出了若干种不同的厚盘形成机制, 以解释厚盘和厚盘恒星的各种观测性质: (1) 厚盘和薄盘在银河系演化过程中依次形成, 即坍缩机制; (2) 早期的银河系与伴星系交会或并合使银盘增厚; (3) 物质的直接吸积; (4) 薄盘天体的运动学扩散<sup>[26,39]</sup>。通常认为前两种是形成厚盘的主要机制<sup>[26]</sup>。这 4 种机制又可以分为两大类, 即先形成厚盘后形成薄盘的“先厚后薄”机制, 和先形成薄盘后形成厚盘的“先薄后厚”机制<sup>[33]</sup>; 其中(1)为“先厚后薄”机制, 而其余几种都属于“先薄后厚”机制。鉴于问题的复杂性以及新观测资料的不断涌现, 人们对此的认识还没有取得完全一致。一种机制往往能说明一些观测特征, 而又不能解释另一些观测特征。这里所说的观测特征主要有<sup>[33]</sup>: (1) 薄盘恒星和厚盘恒星的密度律, 包括本地密度、标高、标长等; (2) 这两类恒星的运动学特征, 包括圆周运动速度和速度弥散度梯度; (3) 这两类恒星的金属丰度和垂直银道面方向的丰度梯度; (4) 这两类恒星的年龄及其分布<sup>[39]</sup>。

下面我们对这些机制逐一进行讨论。

#### 3.1 坍缩机制

这种机制认为, 厚盘和薄盘是银河系在演化过程的前后两个阶段中相继形成的两种结构, 或者说两种成分。银河系首先通过耗散坍缩形成厚盘(在恒星晕即椭圆子系形成之后, 薄盘形成之前), 然后, 剩余气体通过内落进一步坍缩而形成薄盘。在这种演化图像中, 初始坍缩可以是一种因存在强耗散作用而出现的快坍缩, 也可能是一种受压力支撑的慢坍缩<sup>[28]</sup>。

慢坍缩机制的理论依据是 1976 年 Larson<sup>[40]</sup> 提出的关于盘状星系形成的流体动力学模型。1989 年, Norris 和 Green<sup>[41]</sup> 在此基础上对厚盘的慢坍缩机制作了较为详细的解释。这种机制认为, 由于气态物质的压力支撑作用, 引力坍缩表现为一种缓慢的过程, 银河系的形成大约需要几十亿年时间。银河系中厚盘先形成, 然后再形成薄盘。在空间分布上厚盘是薄盘的某种延伸, 两者在性质上没有明显的分界<sup>[42]</sup>。尽管存在厚盘这种中介结构, 但其恒星形成并没有一个明确的截止时间。

快坍缩机制的理论基础是银河系形成的经典 ELS 模型<sup>[43]</sup>, Burkert 等人<sup>[28]</sup> 用化学-动力学演化模型对此作了详细的说明。根据这种机制, 形成厚盘所经历的时间大约只有 0.4

Gyr。在晕族恒星形成后的头 0.2 Gyr 中, 大部分气体因冷却凝聚成冷分子云, 并下落而形成一种盘状次结构, 恒星形成率 (SFR) 最终约可高达  $0.04 M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-2} \cdot \text{Myr}^{-1}$ 。在接下来的 0.2 Gyr 中, 由于 SFR 很高、加热有效从而阻止了进一步坍缩, 最终便形成厚盘, 厚盘恒星在垂直银道面方向上的速度弥散度高达  $\sigma_z \approx 40 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ , 相应的标高约为 1.3 kpc, 而金属度则从  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$  增加到  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ 。经过这 0.4 Gyr 后, 厚盘恒星的形成即告停止。在这一初始坍缩期内, 约有百分之几的气体转化成了恒星。此后老年薄盘开始形成, 大约经历 0.6 Gyr, 期间 80% 的气体转化成恒星, 速度弥散度  $\sigma_z \approx 20 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ , 金属度的范围为  $-0.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.25$ , 标高约为 300 pc。嗣后, 由于气体的缺乏, 恒星主要在约 50 pc 标高的范围内形成, 这就到达年轻薄盘阶段。这时, SFR 相对较低, 且大致保持不变。年轻薄盘阶段已经历了好几亿年, 而目前盘中仍有恒星形成。

慢坍缩和快坍缩这两种机制的一个主要差别在于, 前者有足够时间在厚盘中形成垂直银道面方向上的金属丰度梯度, 而后者则没有足够时间建立这种梯度。一些观测表明, 厚盘的平均金属度  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ , 而且在银面距 500~3000 pc 范围内不存在明显的金属度梯度<sup>[33,44]</sup>, 这一点显然有利于快坍缩机制, 不利于慢坍缩机制。然而, 近期的一些观测却表明, 这种垂直方向的金属度梯度在厚盘中可能是存在的<sup>[32,45,46]</sup>。由此可见, 这方面的问题还有待进一步澄清。

### 3.2 并合机制

随着星系并合现象的发现, 一种比较流行的观点认为, 由于银河系与某个伴星系并合, 早期形成的薄盘恒星因受到剧烈的运动学加热、扩散而形成厚盘。这里又有两种不同的加热途径: 一种需要通过银河系与伴星系发生严格意义上的并合<sup>[33,47]</sup>, 而另一种则并不一定要求伴星系直接落入星系盘, 银河系与伴星系的一次密近交会所引起的运动学加热作用同样可以形成厚盘<sup>[26,48]</sup>。

早在 1978 年 Searle 和 Zinn<sup>[49]</sup> 就提出了银河系晕由若干离散状次结构形成的假设, 这可算是早期的并合思想。1988 年 Statler<sup>[50]</sup> 研究了伴星系在与银河系并合过程中, 把它的一部分物质留在银河系中的可能性, 并且证明了留存物质应该会形成一个核球和某种比较厚的“夹层”, 但 Statler 没有研究这种吸积作用对薄盘的影响。1993 年, Quinn 等人<sup>[47]</sup> 通过数值模拟详细探索了伴星系并合形成厚盘的过程, 并得到了后人的支持 (如 [33])。Quinn 等人发现, 如果伴星系的质量范围为主星系盘质量的 0.04~0.2 倍, 它们最初在顺行轨道上作圆周运动, 并与银河系薄盘这样的星系盘以一定的倾角发生并合, 那么由于动力学摩擦作用会导致伴星系的轨道衰减。这种衰减表现为先向盘平面、然后朝盘中心内落, 在这一过程中伴星系的一部分质量被剥离。与此同时, 主星系盘因伴星系的动力学加热作用沿径向和垂直方向扩展, 结果盘面密度会形成两个指数状的分布, 其中外部成分与内部成分相比具有较大的标高和较低的中心密度。标高的增大程度与中心距有关, 在星系核附近标高仅增大约 50%, 而在中心距大的地方标高会增大 3 倍或更多, 平均而言标高会增大 1 倍以上。Schwarzkopf 和 Dettmar<sup>[37]</sup> 对 110 个高倾角 / 侧向星系 (其中 49 个为相互作用星系或并合中星系, 其余 61 个为非相互作用星系) 的研究也证实了这一点。Reshetnikov 和 Combes<sup>[36]</sup> 也发现盘在垂直方向上的加厚取决于并合时伴星系的质量和物质密度、其轨道是顺行还是逆行、下落到盘上的气体的组成以及星系的类型, 其中星系的类型可能是最重要的因素。

N 体数值模拟表明, 如果矮伴星系的密度与主星系的密度不相上下, 那么并合过程中伴

星系可能很快被主星系瓦解, 而无法对主星系盘产生足够的垂直加热作用<sup>[51~53]</sup>。鉴于这一点, Kroupa<sup>[48]</sup>提出, 银河系实际上并不一定要与其他星系并合才能对盘产生加热作用, 它在与伴星系发生密近交会期间就能产生足够的加热作用并使恒星形成率提高。他认为, 早期形成的银盘(薄盘)富含气体, 与伴星系交会时会使银盘受到很大的扰动并促使盘内形成大批大质量的星团。一旦由于团内大质量恒星的作用把气体从团内驱赶出去, 星团便会失去它们的大部分(约 2/3)成员并形成快速膨胀的星协<sup>[54]</sup>, 这时大质量星团把这种运动学热成分补充到星系场星族中, 进而便形成银河系厚盘。不过, Kroupa 只是用他的机制着重解释了厚盘恒星的垂直速度弥散度问题, 而没有详细讨论有关它们金属丰度分布等情况。另外, 他的观点并不排斥上面所述的并合机制。

需要指出的是, 如果旋涡星系中的厚盘确实是星系与伴星系并合的结果, 那么今天所观测到的薄盘必定是后来通过另一种过程(例如气体吸积)形成的, 不然就不能说明厚盘恒星比薄盘恒星年老这一普遍承认的观测事实。

### 3.3 厚盘物质的直接吸积

与剧烈并合机制不同, 物质的直接吸积是一个缓慢过程, 而厚盘的形成便是这种过程累积效应的产物。这种观点的基础是星系的等级成团理论<sup>[49]</sup>, 即星系的形成经历了一种由小到大的过程。在宇宙早期物质的密度比较大, 原初星系之间的距离也比较近, 因而它们容易因相互作用而形成更大的结构<sup>[55~57]</sup>。这种机制认为, 银河系本身就是由许多比较小的成分通过某种随机方式而形成的。在这一过程中, 首先形成的是银河系的椭圆子系, 几十亿年后才形成薄的气体盘。早期形成的薄恒星盘通过不断吸积小的伴星系, 从而对薄盘进行动力学加热而形成厚盘<sup>[25,26,48]</sup>。Quinn 和 Goodman<sup>[58]</sup>估计, 只要通过与晕的动力学摩擦, 在哈勃时标内一个旋涡星系就有可能从邻近的伴星系吸积相当于银盘总质量 10% 的物质。因此, 如果假定伴星系的典型质量为银盘质量的百分之几, 那么在这段时间内银盘有可能吸积几个伴星系, 而盘从伴星系所获得的恒星物质的总量就差不多等于银河系核球的质量。不过, 这种形成机制不但与伴星系的质量和速度有关, 而且对伴星系的轨道有一定的要求, 其中顺行轨道有利于吸积过程的发生从而使恒星盘得以加热<sup>[58]</sup>。当然, 分歧依然存在。例如, Walker 等人<sup>[59]</sup>的研究表明, 对伴星系物质的吸收量只要达到盘质量的 10%, 就足以使太阳银心距位置上的恒星盘增厚 60%。与之相反, Huang 和 Carlberg<sup>[52]</sup>发现, 如果把相当于盘质量 10%~30% 的伴星系放在距盘中心 10 倍盘半质量半径的地方, 那么这些伴星系就会因主星系的潮汐作用而充分瓦解, 因此伴星系不可能与盘发生强烈的相互作用, 它们对盘的影响很小。

综上所述, 厚盘物质的直接吸收机制显然还有待于进一步的研究。有关详细情况可参见文献<sup>[51,59]</sup>及上文所列出的参考文献。

### 3.4 薄盘天体的运动学扩散

20 世纪 50 年代初, Spitzer 和 Schwarzschild<sup>[60,61]</sup>通过对太阳邻域内恒星的年龄和速度弥散度之间关系的研究, 发现恒星运动的速度弥散度随着恒星年龄的增长而变大, 并认为这起因于银盘内恒星轨道的运动学扩散。1977 年, Wielen<sup>[62]</sup>的工作表明, 速度弥散度随着恒星年龄变大这一点, 可以理解为是盘族恒星通过扩散机制不断受到加热的结果。薄盘中恒星经过长时间的运动学扩散而到达高能轨道, 并由此形成厚盘的观点就是在上述工作基础上提出来的<sup>[63]</sup>。这里所谓扩散就是指原来在银道面附近(倾角为 0)作圆轨道运动的恒星, 由于某

种原因变为在倾斜(可以有任意倾角)椭圆(可以有各种偏心率)轨道上运动。造成扩散的原因可能有: (1) 银河系大尺度旋涡结构(包括棒)对恒星运动轨道的扰动<sup>[64~66]</sup>; (2) 分子云对恒星运动的散射作用<sup>[67,68]</sup>; (3) 大质量晕天体(如球状星团)在运动过程中穿越银盘时对盘天体运动的影响<sup>[63]</sup>。

为了解释厚盘恒星高达  $40 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$  的垂直方向观测速度弥散度,有的研究者用了一种机制,有的研究者同时考虑了一种以上机制。但是,近年来的一些研究结果似乎对厚盘的扩散形成机制都持否定态度。例如, Asiain 等人<sup>[69]</sup>发现,仅仅由旋臂和中央棒的引力作用不能说明轨道扩散能形成厚盘; Fuch 等人<sup>[70]</sup>证明了巨分子云的散射也不可能产生必需的加热作用; Jenkins<sup>[71]</sup>的工作表明,旋涡结构和分子云的加热,以及因银盘质量增加引起的绝热加热作用,并不能导出速度弥散度随年龄增大的观测事实。Kroupa<sup>[48]</sup>强调,即使把运动轨道的扩散归因于某种未知的散射源,也不可能通过对 Wielen 加热规律的推广来得出厚盘恒星所具有的大的速度弥散度  $\sigma_z$ 。

另外,根据这种机制,厚盘恒星和薄盘恒星有着同样的起源,只是在后来因为扩散作用而“分道扬镳”,因此两者尽管运动学状态不同,但应该有类似的化学丰度和年龄分布,而这又与大部分观测结果不符。不过,同并合机制中的情况一样,如果承认原有的薄盘已经因长时间的扩散过程而基本瓦解,现在看到的薄盘是后来通过某种机制重新形成的,那么也可以对上述矛盾作出解释。

## 4 结 束 语

我们已经对厚盘的发现、各种性质以及几种可能的形成机制作了简要的介绍,可以看出:

(1) 银河系以及一些河外盘状星系中存在厚盘结构。除暗晕外,银河系中的恒星分布应该包括椭圆子系、厚盘和薄盘 3 种成分。

(2) 厚盘恒星的性质,包括空间分布、年龄、元素丰度以及运动学状态等,与薄盘恒星有所不同,大致上介于极端星族 II 和盘星族之间。

(3) 厚盘的形成可能有几种机制,其中比较为人们所接受的是“先薄后厚”的并合机制,以及“先厚后薄”的快坍缩机制,因为它们可以解释较多的观测事实。Gilmore<sup>[72]</sup>最近指出,在标准等级成团和星系形成的并合图像中,厚盘应该是一次重要并合事件的产物。另一方面,包括厚盘物质的直接吸收、薄盘恒星的扩散和密近交会的加热作用在内的其他厚盘形成机制则受到较多的质疑,而慢坍缩机制看来基本上已不为人们所关注。

鉴于厚盘对银河系以至河外星系的结构和演化研究的重要性,有关厚盘性质和形成机制的研究及其在星系演化中的地位已成为星系天文学的一个工作热点。就目前来看,有些问题还没有完全澄清。比如,不同星系中的厚盘是否会有不同的形成机制?一种以上的机制是否会在不同程度上同时对厚盘的形成发挥作用?随着大批新观测资料的出现(如未来的地面观测计划和空间计划,包括澳大利亚的 RAVE 即 the Radial Velocity Experiment、美国的 KAOS 即 Kilop-Aperture Optical Spectrograph、中国的 LAMOST 即 Large Area Multi-Object Fiber Spectroscopic、欧洲航天局的 GAIA 等)以及新方法的引入,人们必将会更全面、更准确地了解厚盘各方面的性质,并在此基础上进一步探索厚盘的形成机制及其在星系结构和演化中所



处的地位。

### 参考文献:

- [1] Shapley H. *PASP*, 1918, 30: 42
- [2] Oort J H. *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 1932, 6: 349
- [3] Kwee K K, Muller C A, Westerhoat G. *ibid.*, 1954, 12: 211
- [4] Schmidt M. *ibid.*, 1956, 13: 15
- [5] Binney J, Tremaine S. *Galactic Dynamics*, Princeton: Princeton University Press, 1987: 12
- [6] Binney J, Merrifield M. *Galactic Astronomy*, Princeton: Princeton University Press, 1998: 678
- [7] Dehnen W, Binney J J. *MNRAS*, 1998, 294: 429
- [8] Bahcall J N, Soneira R M. *ApJS*, 1984, 55: 67
- [9] Ratnatunga K U, Bahcall J N, Casertano S. *ApJ*, 1989, 339: 106
- [10] Dehnen W, Binney J J. *ASP Conf. Ser.*, 1996, 92: 393
- [11] Chang R X, Hou J L, Shu C G *et al.* *A&A*, 1999, 350: 38
- [12] Gilmore G, Reid I N. *MNRAS*, 1983, 202: 1025
- [13] Reid I N. *MNRAS*, 1982, 201: 51
- [14] Reid I N, Gilmore G. *MNRAS*, 1982, 201: 73
- [15] Bahcall J N, Soneira R M. *ApJS*, 1980, 44: 73
- [16] Hill G, Hilditch R W, Barnes J V. *MNRAS*, 1979, 186: 813
- [17] Woolley R, Stewart J M. *MNRAS*, 1967, 136: 329
- [18] Eriksson P-I W. <http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/VizieR?-source=II/120>
- [19] Fuhrmann K. *A&A*, 1998, 338: 161
- [20] Prochaska J X, Nanumov S O, Carney B W *et al.* *AJ*, 2000, 120: 2513
- [21] Mashonkina L, Gehren T. *A&A*, 2001, 376: 232
- [22] Chen Y Q, Nissen P E, Zhao G *et al.* *A&AS*, 2000, 141: 491
- [23] Gratton R G, Carretta E, Mattencci F *et al.* *A&A*, 2000, 358: 671
- [24] Tantvaisiene G, Edvardsson B, Tuominen I *et al.* *A&A*, 2001, 380: 578
- [25] Feltzing S, Bensby T, Lundstron I. *A&A*, 2003, 397: L1
- [26] Bensby T, Feltzing S, Lundstron I. *A&A*, 2003, 410: 527
- [27] Gilmore G, Wyse R F G. *AJ*, 1985, 90: 2015
- [28] Burkert A, Truran J W, Hensler G. *ApJ*, 1992, 391: 651
- [29] Soubiran C, Binenayme O, Siebert A. *A&A*, 2003, 398: 141
- [30] Wyse R F G, Gilmore G. *AJ*, 1995, 110: 2771
- [31] Chiba M, Beers T. *AJ*, 2000, 119: 2843
- [32] Ibukiyama A, Arimoto N. *A&A*, 2002, 394: 927
- [33] Robin A C, Haywood M, Crze M *et al.* *A&A*, 1996, 305: 125
- [34] Proga D, Begelman M C. *ApJ*, 2003, 582: 69
- [35] Schmidt M. *ApJ*, 1975, 202: 22
- [36] Reshetnikov V, Combes F. *A&A*, 1997, 324: 80
- [37] Schwarzkopf U, Dettmar R J. *A&A*, 2000, 361: 451
- [38] Dalcanton J J, Bernstein R A. *AJ*, 2002, 124: 1328
- [39] Gilmore G, Wyse R F G. *ARA&A*, 1989, 27: 555
- [40] Larson R B. *MNRAS*, 1976, 176: 31
- [41] Norris J N, Green E M. *ApJ*, 1989, 337: 272
- [42] Norris J E, Ryan S G. *ApJ*, 1991, 380: 403
- [43] Eggen O J, Lynden-Bell D, Sandage A R. *ApJ*, 1962, 136: 748
- [44] Gilmore G, Wyse R F G, Jones J B. *AJ*, 1995, 109: 1095

- [45] Gratton R G, Carretta E, Matteucci F *et al.* A&A, 2000, 358: 671
- [46] Prochaska J X, Naumov S O, Carney B W *et al.* AJ, 2000, 120: 2513
- [47] Quinn P J, Hernquist L, Fullager D P. ApJ, 1993, 403: 74
- [48] Kroupa P. MNRAS, 2002, 330: 707
- [49] Searle L, Zinn R. ApJ, 1978, 225: 357
- [50] Statler T S. ApJ, 1988, 331: 71
- [51] Velazquez H, White S D M. MNRAS, 1999, 304: 254
- [52] Huang S, Carlberg R G. ApJ, 1997, 472: 600
- [53] Sellwood J A, Nelson R W, Romaine S. ApJ, 1998, 506: 590
- [54] Kroupa P, Aarseth S J, Hurley J R. MNRAS, 2001, 321: 699
- [55] Frenk C S, White S D M, Davis M *et al.* ApJ, 1988, 327: 507
- [56] Carlberg R G, Couchman H M P. ApJ, 1989, 340: 47
- [57] Kanfmann G, White S D M. MNRAS, 1993, 261: 921
- [58] Quinn P J, Goodman J. ApJ, 1986, 309: 472
- [59] Walker I R, Mihos C, Hernquist L. ApJ, 1996, 460: 121
- [60] Spitzer L, Schwarzschild M. ApJ, 1951, 114: 385
- [61] Spitzer L, Schwarzschild M. ApJ, 1953, 118: 106
- [62] Wielen R. A&A, 1977, 60: 263
- [63] Norris J. In: Gilmore G, Carswell B eds. *The Galaxy*, Dordrecht: Reidel, 1987: 297
- [64] Barbanis B, Woltjer L. ApJ, 1967, 150: 461
- [65] Sellwood J A, Carlberg R G. ApJ, 1984, 282: 61
- [66] Carlberg R G, Sellwood J A. ApJ, 1985, 292: 79
- [67] Lacey C G. MNRAS, 1984, 208: 687
- [68] Jenkins A, Binney J. MNRAS, 1990, 245: 305
- [69] Asiain R, Figueras F, Torra J. A&A, 1999, 350: 434
- [70] Fuch B, Dettbarn C, Jahreiss H *et al.* 2000, preprint (astro-ph/0009059)
- [71] Jenkins A. MNRAS, 1992, 257: 620
- [72] Gilmore G. *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 2003, 17: 149

## The Thick Disk of the Milky Way Galaxy and its Formation Mechanisms

WEN Wen, ZHAO Jun-liang

*(Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China)*

**Abstract:** The thick disk of the Milky Way Galaxy is of great importance to study structure and evolution of our Galaxy and external galaxies as well. The history of the researches on the Galactic structure and the processes to find the thick disk are briefly received. The current well-known properties of the thick disk are summarized. Possible mechanisms for the formation of the thick disk, including gravitational collapse, satellite mergers, direct accretion and kinematic diffusion, are presented and discussed in detail. It seems that mergers of satellite galaxies should be the most likely mechanism several giga years ago.

**Key words:** astrophysics; thick disk; review; Milky Way Galaxy; Galactic disk; formation mechanism