

文章编号: 1000-8349-291-18

# 银盘外区的翘曲结构

赵君亮

(中国科学院 上海天文台, 上海 200030)

**摘要:** 银盘外区存在翘曲结构和近边增厚现象已是不争的观测事实。自 20 世纪 50 年代通过中性氢的射电观测发现此类结构以来, 对不同示踪天体 (包括各类星族 I 天体、分子云、星际尘埃、老年恒星等) 的观测都确认了这一重要发现。关于翘曲结构已提出若干形成机制, 但尚未达成共识。

**关键词:** 银河系; 银盘; 翘曲; 近边增厚

**中图分类号:** P156.5      **文献标识码:** A

## 1 引 言

银河系是一个盘状星系, 如不计暗晕, 则银河系物质 (其中主要是恒星) 绝大部分集中在扁平圆盘状的银盘内。银盘总体上具有旋转对称和平面对称结构, 中间厚而外缘薄 (太阳附近银盘的厚度约为 1 kpc), 银盘的对称平面称为银道面 (亦称银河系中面)。这就是自 1785 年英国天文学家威廉·赫歇尔的开创性工作以来, 人们对银河系主体——银盘之大尺度结构的基本认识。

1957 年, Burke<sup>[1]</sup>、Kerr<sup>[2]</sup> 和 Westerhout<sup>[3]</sup> 的研究结果表明, 在银盘外区, 中性氢 (H I) 并非对称分布于银道面之两侧, 而是表现出某种翘曲 (warp) 结构——在靠近麦哲伦云的一侧, H I 盘物质位于银道面之下 (朝南), 而相反方向另一侧物质则位于银道面之上。因而, 气体盘并不呈平面状, 如从侧向来看, 中性氢的分布大体表现为拉长了的 S 形结构, 或说像一个积分号。不久, 银河系外盘翘曲结构的发现为 Oort 等人<sup>[4]</sup> 和 Gum 等人<sup>[5]</sup> 的进一步研究所证实。此后, 人们通过射电观测, 在利用中性氢分布研究银河系翘曲结构方面做了大量的工作<sup>[6-10]</sup>。

除翘曲外, 银河系 H I 盘的外区还表现出某种近边增厚 (flare) 现象<sup>[6,7]</sup>。由于翘曲结构的存在, 随银心距的增大, 银河系外区气体盘中面的银面距  $|z|$  也渐而增大。近边增厚现象与之不同, 它表现为越是靠近盘的边缘, 盘变得越厚 (见图 1)。

收稿日期: 2011-01-17; 修回日期: 2011-03-31

资助项目: 国家自然科学基金 (10773020、10778003、10833005)

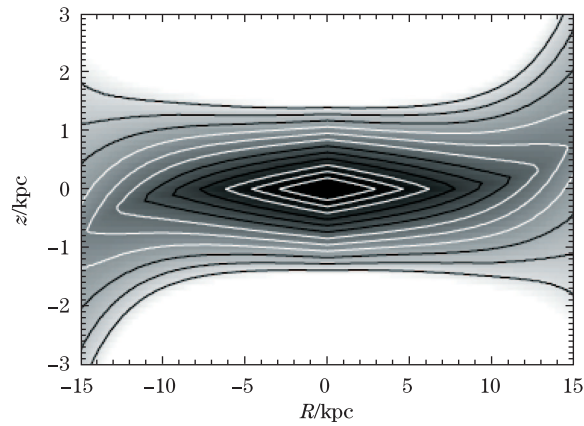


图 1 银河系 HI 盘外区的翘曲结构与近边增厚现象示意图<sup>[11]</sup>

后续研究表明,除 HI 观测资料外,银河系外区的翘曲和近边增厚现象,还可以通过其他一些途径来加以探究。例如,在 20 世纪 80–90 年代, Miyamoto 等人<sup>[12]</sup> 和 Reed<sup>[13]</sup> 利用 OB 型星讨论了银河系的光学(恒星盘)翘曲。差不多同一时期,分子云亦被用作研究银河系翘曲和近边增厚结构的示踪天体,并取得了若干有意义的结果<sup>[14–16]</sup>。不仅如此,最近 10 多年来人们更通过其他途径,如利用 COBE 卫星资料<sup>[17–19]</sup> 和 2MASS 资料<sup>[11,20]</sup>,以及以星际尘埃作为示踪天体<sup>[21,22]</sup>,从多个视角来深入探究银河系外区不同成分盘物质的翘曲和近边增厚现象。

事实上,发现银河系外盘物质具有翘曲状分布后不久,人们在一些河外星系中也注意到存在类似的翘曲结构,特别是其中的侧向星系<sup>[23–25]</sup>,近期甚至还发现了 U 形等非 S 形的星系翘曲<sup>[26]</sup>。限于篇幅,本文仅简要介绍有关银河系外区大尺度结构研究的进展概况。

## 2 中性氢 HI 气体盘的翘曲结构

最早发现银河系外区气体盘具有翘曲结构的观测资料来自 21 cm 中性氢的射电巡天。HI 巡天所给出的原始观测资料是亮温度  $T_b$ ,它是银经  $l$ 、银纬  $b$  和(相对 LSR 的)视向速度  $v_r$  的函数,即  $T_b \equiv T_b(l, b, v_r)$ ,而由  $T_b$  可以导出中性氢的密度分布  $\rho \equiv \rho(R, \phi, z)$ <sup>[6]</sup>,这里  $R$  为银心距,  $\phi$  是周向角,又称银心方位角,通常规定太阳周向角  $\phi_\odot = 180^\circ$ ,按银经增加方向量度,而  $z$  为银面距。为确定  $R$ ,在最简单情况下,如认为盘绕银心做圆运动,线速度为  $v_c \equiv v_c(R)$ ,则可以有以下奥尔特公式:

$$v_r \equiv v_r(l, b, R) = R_\odot(v_c/R - v_\odot/R_\odot) \sin l \cos b, \quad (1)$$

式中  $R_\odot$  为太阳银心距,而  $v_\odot = v_c(R_\odot)$ ,即太阳的圆运动速度。由式(1)可以导出:

$$R = v_c \left[ \frac{v_r}{R_\odot \sin l \cos b} + \frac{v_\odot}{R_\odot} \right]^{-1}, \quad (2)$$

于是利用观测值  $v_r$  即可解算出目标位置的银心距  $R$ , 称为  $v_r - R$  转换。

对于确定的  $(R, \phi)$ , 就有  $\rho(R, \phi, z) = \rho(z)$ 。如记中性氢(或者其他示踪天体)盘的  $\rho(z)$  值达到峰值时(或可理解为盘物质分布在  $z$  方向上的质心位置处)的银面距为  $z_c$ ,  $z_c$  可称为峰值密度(或质心)银面距。如  $z$  方向密度从峰值  $\rho_{\max} = \rho(z_c)$  减小为  $3\rho_{\max}/4$  和  $\rho_{\max}/4$  时的银面距分别记为  $z_{3/4}$  和  $z_{1/4}$ , 则  $z_{1/2} = z_{1/4} - z_{3/4}$  可称为盘的(半峰值)半厚度。显然,  $z_c$  和  $z_{1/2}$  都与  $(R, \phi)$  有关, 即  $z_c \equiv z_c(R, \phi)$  和  $z_{1/2} \equiv z_{1/2}(R, \phi)$ 。 $z_c(R, \phi)$  可用于探究盘的翘曲结构, 而  $z_c(R, \phi)$  与  $\phi$  的关系则反映了翘曲的取向; 如果有  $z_c(R, \phi) \equiv 0$ , 则盘是平的, 不存在翘曲。 $z_{1/2}(R, \phi)$  与银心距  $R$  的关系可用于讨论盘物质的大尺度分布是否表现为近边增厚。有关利用观测资料  $(l, b, v_r)$  确定  $\rho(z)$  的具体方法可参考文献 [6, 27, 28]。

最早的探测结果是, 太阳圈以远处的中性氢盘呈现 S 形翘曲结构, 在银心距  $R = 12$  kpc 的地方有  $z_c \approx 350 \sim 400$  pc<sup>[2]</sup>, 但没有明确给出翘曲的周向角范围。1979 年, Henderson<sup>[29]</sup> 利用 Weaver 等人<sup>[30]</sup> 以及其他一些 HI 巡天资料研究了 HI 盘的外区结构。他发现在  $\phi = 80^\circ$  (北部) 和  $\phi = 260^\circ$  (南部) 方向上呈现 S 形翘曲, 在  $R = 14$  kpc 处银道面两侧的  $|z_c|$  大致相同, 均约为 200 pc, 其中北部  $z_c$  取正值, 即该侧 HI 物质层的质心位于银道面之上。Henderson<sup>[29]</sup> 还进而发现, 当  $R > 14$  kpc 时, HI 盘两侧的翘曲并不对称——北部翘曲持续存在, 而在南部  $z_c$  很快趋于 0, 可见北部的翘曲结构比南部明显得多。

后来, Henderson 等人<sup>[6]</sup> 利用更多观测资料<sup>[31, 32]</sup> 得出了类似的结果: 南部翘曲在  $(R, \phi) = (17 \text{ kpc}, 260^\circ)$  处有极大值  $z_c \approx -850$  pc, 当  $R > 17$  kpc 时  $z_c$  很快趋于 0。不过, 随着周向角  $\phi$  的变化, HI 物质层还表现为在银道面 ( $z = 0$ ) 上下交替分布的某种“扇贝形”结构。另一方面, 北部翘曲的  $z_c$  值则随  $R$  稳定增大。对此, Binney 在 1992 年的一篇评述中曾指出<sup>[33]</sup>, 当  $R \approx 16$  kpc 时北部翘曲达到  $z_c \geq 3$  kpc, 而当  $R \approx 20$  kpc 时对南部翘曲有  $z_c \approx 0$ 。Henderson 等人<sup>[6]</sup> 还发现了 HI 盘的近边增厚现象: 盘的半厚度  $z_{1/2}$  随着中心距  $R$  的增大而迅速增大, 在银河系外缘达到  $z_{1/2} \approx 2$  kpc。

1991 年, Diplas 和 Savage<sup>[8]</sup> 利用 Bell 实验室北银半球 HI 巡天资料<sup>[34]</sup>, 完成了一项较为细致的工作, 其中引入了与  $z_c(R, \phi)$  和  $z_{1/2}(R, \phi)$  类似的两个量  $\bar{z}(R, \phi)$  和  $z_{\text{rms}}(R, \phi)$ , 以作为银河系外区 HI 盘之翘曲和近边增厚的量化表征。他们发现, 在周向角  $90^\circ < \phi < 110^\circ$  范围内翘曲达到极大, 从  $R \approx 13$  kpc 处的  $\bar{z} \approx 0.1$  kpc, 增加到  $R \approx 24$  kpc 处的  $\bar{z} \approx 4$  kpc; 其中  $\phi \approx 130^\circ$  方向上观测资料可追踪到  $R \approx 30$  kpc, 而  $\bar{z}$  则最终达到约 4.5 kpc。关于近边增厚现象, 在  $\phi \approx 70^\circ, 110^\circ$  方向上,  $z_{\text{rms}}$  从  $R \approx 14$  kpc 处的约 1 kpc, 增加到  $R \approx 24$  kpc 处的 3.5 kpc; 而在  $\phi \approx 130^\circ$  方向上  $z_{\text{rms}}$  在  $R \approx 30$  kpc 处达到约 4 kpc。尽管 Diplas 和 Savage<sup>[8]</sup> 与较早时期 Henderson 等人<sup>[6]</sup> 和 Kulkarni 等人<sup>[35]</sup> 所用的观测资料不同, 但关于 HI 气体盘外区大尺度结构的基本结论是一致的(见图 2)。

近年来, 人们对银河系外区 HI 盘的结构做了不少研究, 并着重于观测资料处理方法的改进和从理论上探究翘曲结构的形成机制。例如, Nakanishi 和 Sofue<sup>[9]</sup> 利用 20 世纪 80–90 年代的 HI 巡天资料<sup>[36–38]</sup>, 确认了 HI 盘南北半球不对称 S 形翘曲结构的存在。2006 年, Levine 等人<sup>[10]</sup> 利用近期的巡天资料<sup>[36, 39–41]</sup>, 并通过傅里叶分析和小波分析方法, 讨论了 HI 盘外区的翘曲、近边增厚和扇贝形结构。21 世纪初, López-Corredoira 等人<sup>[42]</sup> 对星系盘(包括银

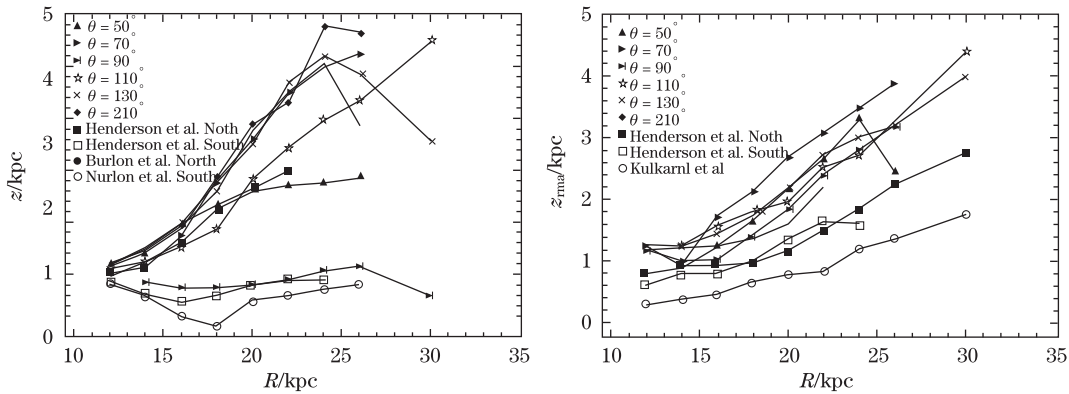


图2 不同周向角方向上  $z$  (左) 和  $z_{\text{rms}}$  (右) 随银心距  $R$  的变化<sup>[8]</sup>, 图中还给出了他人的若干相应结果<sup>[6,7,35]</sup>

盘) 翘曲结构提出了一种新的形成机制: 盘对星系际物质流的吸积。

半个多世纪以来的研究表明, 银河系气体盘存在非对称 S 形翘曲已是不争的事实, 或可解释为盘外区物质绕银心运动的轨道面与银道面斜交<sup>[43]</sup>, 而实测资料表明这两个平面的交线大致位于“银心—太阳—反银心”连线方向<sup>[6,10]</sup>。

### 3 恒星盘翘曲

H I 盘属于极端星族 I, 同为极端星族 I 天体的还有年轻 OB 型星、年轻疏散星团、星协、分子云、经典造父变星、WR 星等, 它们的空间分布和运动学特性应该与 H I 盘相似, 即也会呈现某种翘曲结构, 并像 H I 气体那样表现出非轴对称的运动学特征。

#### 3.1 OB 型星的分布

1970 年, Graham<sup>[44]</sup> 对船底座内 436 颗 OB 型星的观测资料进行分析后发现, 在日心距  $r \leq 3$  kpc 范围内, OB 型星分布层与银道面平行, 样本恒星的平均银面距为  $|z| = 38.1$  pc。当  $r > 4$  kpc 时, OB 型星分布层朝负银纬方向偏离银道面,  $|z| > 200$  pc, 在  $r \approx 10$  kpc 处有  $|b| \approx 2^\circ \sim 3^\circ$ 。1986 年, Garmany<sup>[45]</sup> 再次注意到由高光度蓝星所确定的平面表现出与 H I 盘类似的翘曲现象。不过, 这些工作并没有以探测恒星盘翘曲作为主要研究目标。

1988 年, Miyamoto 等人<sup>[12]</sup> 利用约 350 颗 OB 型星的  $z$  方向分布, 讨论了银河系恒星盘的翘曲结构, 样本取自 Rubin 等人<sup>[46]</sup> 编纂的 O-B5 型星表, 日心距  $r \leq 3$  kpc。经详细分析后发现, 太阳圈以远 OB 型星的分布表现为与 H I 盘类似的翘曲结构, OB 型星分布层与银道面的交角约为  $3^\circ$ , 交线亦接近“银心—太阳—反银心”方向。

20 世纪 90 年代及以后, 人们在利用 OB 型星探测银河系恒星盘翘曲方面做了不少研究<sup>[47-50]</sup>。例如, 1992 年, Orsatti<sup>[47]</sup> 对南半球船尾座方向 ( $l = 243^\circ \sim 253^\circ$ ) 近 400 颗 OB 型星的分析表明, 这些年轻恒星主要位于银道面之南, 至少可达到  $b = -5^\circ$  天区。1995 年, Porcel 和 Battaner<sup>[49]</sup> 利用周向角  $\phi = 240^\circ \sim 275^\circ$  范围内日心距  $r > 5$  kpc 的 OB 型星, 证

实南半球恒星翘曲结构的存在。翌年, Reed<sup>[13]</sup> 通过对  $\phi = 170^\circ \sim 290^\circ$  范围内近 1 300 颗 OB 型星空间分布的分析, 确认存在南半球恒星盘翘曲, 在周向角  $\phi = 240^\circ \sim 280^\circ$  范围内、银心距  $R \approx 15$  kpc 处, 翘曲结构的银面距达到  $z = -1.5$  kpc。

### 3.2 OB 型星运动学

以 OB 型星作为示踪天体研究银河系翘曲的另一类工作涉及到恒星运动学。图 3 是 Miyamoto 等人<sup>[50]</sup> 与 Smart 和 Lattanzi<sup>[51]</sup> 所采用的一种翘曲模型, 图中 “ $\odot$ ” 代表太阳所在位置;  $(X, Y, Z)$  为日心银道直角坐标系, 其中  $X$  轴指向银心,  $Z$  轴与银道面垂直;  $\phi$  为翘曲层面(外圈双线圆)与银道面(内圈双线圆)之交线(虚线)的周向角,  $i$  是翘曲层面与银道面的交角; 内外圈两个弧形箭头分别表示太阳和翘曲部分恒星绕银河系中心的周向运动(恒星本动忽略不计)。

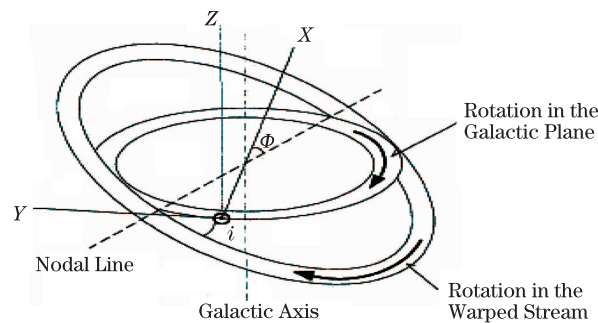


图 3 银河系外区翘曲结构示意图<sup>[51]</sup>

鉴于  $i$  角的存在, 翘曲结构中恒星的周向运动可以在它们的  $z$  方向运动(自行的银纬分量  $\mu_b$ ) 中反映出来, 且  $\mu_b$  应随观测方向银经  $l$  的不同而呈现某种有规律的系统性变化, 即  $\mu_b \equiv \mu_b(l)$ 。又因为实测表明  $\phi \approx 0$ , 也就是太阳位于交线附近, 故不难推知在  $l = 180^\circ$  (即反银心方向) 附近  $\mu_b$  可达到极大值。上述推理有一个前提: 翘曲盘是一种长寿结构, 其存在时期至少应长于一个银河系自转周期, 而不是较短时期内出现的暂现结构。

1988 年 Miyamoto 等人<sup>[12]</sup> 在一项研究中, 除利用 OB 型星的分布讨论银河系恒星盘的翘曲结构外, 还试图从  $\mu_b(l)$  的变化规律来探究样本恒星是否存在上述非轴对称运动(其中  $\mu_b(l)$  取自星表自行), 但结论是否定的, 且为 3 年后他们的另一项同类工作所证实<sup>[50]</sup>。不久, Miyamoto 等人<sup>[52]</sup> 利用样本更大的(约 2 000 颗)年轻星, 其中包括 O-B5 型星、各类光谱型的超巨星和亮巨星, 讨论了翘曲结构的运动学特性, 而自行仍取自有关星表。他们经详细分析后认为, 翘曲盘恒星除表现为绕  $z$  轴、速度为  $225 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$  的周向转动外, 同时还存在绕  $x$  轴(因为  $\phi \approx 0$ , 也就是绕交线)和  $y$  轴的转动成分, 前者使倾角  $i$  增大, 角速度为  $4 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{kpc}^{-1}$ 。

由于翘曲盘存在于银河系外区, 自行  $\mu_b(l)$  及其变化很小, 而星表自行的精度却不是很高, 自然会引起人们对上述相反的两种结论存有质疑。1996 年, Smart 和 Lattanzi<sup>[51]</sup> 开始从理论上考虑如何利用观测精度更高、样本更大的依巴谷自行来探究翘曲盘恒星的速度分

布。1998年 Smart 等人<sup>[53]</sup>通过对 2 422 颗 OB 型星依巴谷自行的分析,发现尽管反银心方向样本恒星的分布与 H I 的气体翘曲形分布相一致,但运动学状态与长寿命翘曲之预期情况不符,即样本恒星的运动方向与图 3 所示的方向相反。

2000年, Drimmel 等人<sup>[54]</sup>利用更大样本(10 544 颗 OB 型星)的依巴谷自行资料,进一步证实了上述结果。不过,作者对之持非常谨慎的态度,并指出依巴谷自行资料可能存在约  $2 \text{ mas} \cdot \text{a}^{-1}$  的系统误差,恒星的银纬自行样本并非完全无偏,加上翘曲盘恒星可能存在其他形式的  $z$  方向系统性运动等,实际情况远比图 3 所示的理论模型复杂。显然,要想最终取得有关翘曲盘恒星运动学状态的可靠结论,需要期待新一代的天体测量巡天,如 Gaia 计划——此类计划一旦完成,可以提供样本更大、更深,自行和视差测定精度更高的天体测量资料,其中视差可用于直接确定日心距远达 30 kpc 的恒星之几何距离,而不是迄今为止所有相关研究中不得不采用的光度距离。

### 3.3 其他星族 I 天体

除 OB 型星外,其他一些星族 I 天体也被用来探测银河系的翘曲结构,不过相关工作要比 OB 型星的研究少得多,原因也许受样本天体个数所限。

从时间上说,利用经典造父变星作为示踪天体研究银河系翘曲的工作甚至早于 OB 型星的研究。1968年 Fernie<sup>[55]</sup>对 362 颗银河系经典造父变星样本的分析表明,变星分布层与银道面斜交成  $0.8^\circ \pm 0.2^\circ$  角,极大向上翘曲位于银经  $l = 97^\circ \pm 4^\circ$  方向处。1981年, Efremov 等人<sup>[56]</sup>利用 395 颗造父变星样本所做的工作,证实了 Fernie 关于经典造父变星在  $z$  方向上存在翘曲形分布的结论。他们发现翘曲结构的具体情况是,对于那些日心距  $r \geq 4 \text{ kpc}$  的变星,在银经  $l \approx 80^\circ$  方向上其分布层位于银河系中面之上约 150 pc,而在  $l \approx 260^\circ$  方向上则位于中面之下约 150 pc。不过,此后即未见有新的同类研究结果发表。

WR 星是另一类年轻、高光度的星族 I 天体,绝对星等范围为  $-7 < M_V < -4 \text{ mag}$ ,在很远的距离上也能观测到。早在 1975年 Stenholm<sup>[57]</sup>就已利用 154 颗 WR 星来研究银河系结构,样本星的最远日心距约为 5 kpc。结果发现这些 WR 星的分布层与银道面交  $0.9^\circ \pm 0.1^\circ$  角,在  $l \approx 75^\circ$  (向上)和  $l \approx 288^\circ$  (向下)方向上样本星分布层的翘曲结构最为显著。

1988年, Pandey 等人<sup>[58]</sup>利用 Janes 和 Adler<sup>[59]</sup>编纂的疏散星团表,分析了日心距  $r \leq 1.5 \text{ kpc}$  范围内星团的空间分布。他们发现年龄小于  $2 \times 10^8 \text{ a}$  的年轻疏散星团的分布层与银道面交  $0.5^\circ \pm 0.4^\circ$  角,而各别星团的银面距  $z$  随银经  $l$  呈现起伏式变化,极大向上翘曲位于  $l \approx 50^\circ$  方向处。然而,同年 Janes 等人<sup>[60]</sup>对  $r \leq 4 \text{ kpc}$  星团的  $z$  方向分布的研究得出了相反的结果,即样本星团分布层与银道面相重合,也不存在  $z$  随银经  $l$  的起伏式变化;对此, Pandey 等人<sup>[61]</sup>认为可能起因于 Janes 等人所用样本的选择效应。1990年, Pandey 等人<sup>[61]</sup>利用  $r \leq 10 \text{ kpc}$  范围内年轻疏散星团、WR 星和超新星遗迹,再次研究了银河系的大尺度结构。他们发现这 3 类星族 I 天体在银经  $l$  上的分布颇为类似,只是其中超新星遗迹的分布稍有不同。另外,这 3 类天体在银纬  $b$  上的分布都表现出某种不对称性,表明它们的综合分布层与银道面斜交,在  $l \approx 80^\circ$  方向有  $\langle b \rangle \approx 1.7^\circ$ ,在  $l \approx 250^\circ$  方向为  $\langle b \rangle \approx -2.5^\circ$ 。

通常认为脉冲星的前身天体是大质量 OB 型星,既然 OB 型星的分布呈现翘曲结构,那

么脉冲星的分布也应表现出类似的结构。据此, 2004 年 Yusivof<sup>[62]</sup> 利用 ATNF 脉冲星表<sup>[64]</sup> 提供的 1 412 颗脉冲星做了相关的研究。尽管该星表对银心距  $R > 5$  kpc 的天区并不完备, 但 Yusivof 还是通过计算银道面两侧、不同银经区间脉冲星个数之比, 发现了样本脉冲星分布的非对称翘曲结构和近边增厚现象, 且与恒星盘和气体盘的情况相似, 当银心距从 5 kpc 增大到 15 kpc 时, 脉冲星分布层的标高从约 0.5 kpc 增大到约 1 kpc。

## 4 H II 区、分子云和星际尘埃的空间分布

除 H I 区外, 用于探测银河系外区结构的非恒星状示踪天体还有 H II 区、分子云和星际尘埃。

### 4.1 H II 区

早在 20 世纪 70 年代已有人利用 H II 区的射电观测资料探索银河系的外区结构, 但并未得出明确的结果<sup>[63]</sup>。1984 年, Fich 和 Blitz<sup>[64]</sup> 通过对 244 个光学 H II 区空间分布的分析, 发现在银心距  $R > 14.5$  kpc 的银河系外区, 南、北半球 H II 区 (以及与之成协的分子云) 的分布存在明显的差异, 北半球天体大多位于银道面之上, 南半球天体则更多地处于银道面之下, 且标高随银心距的增大而增大, 与 H I 分布层的翘曲结构相似。不过, 总的来看这方面的工作相对较少。

### 4.2 分子云

自 20 世纪 80 年代起, 人们开始利用由 CO 巡天所获得的分子云的空间分布讨论银河系结构, 并用翘曲来解释某些观测现象<sup>[65-67]</sup>, 可算是关于无光学证认 H II 区的分子云遵循银河系翘曲结构分布的首批证据。例如, 1988 年 May 等人<sup>[66]</sup> 以位于银经第三象限内 30 个 CO 云为样本, 比较了它们在银道面两侧的分布情况, 发现样本 CO 云的分布层与银道面斜交, 类似于 H I 盘外区的分布, 并解释为分子盘亦存在翘曲结构。同年, Mead 和 Kutner<sup>[67]</sup> 利用 52 个 CO 选星云样本所做的研究也得出了类似的结果。

1990 年, Wouterloot 等人<sup>[15]</sup> 率先利用太阳圈以外大样本分子云的分布来探测银河系外区的结构。他们根据某些判据, 从 IRAS 点源表选取了 1 077 个有 CO( $J = 1 \rightarrow 0$ ) 发射的星云, 它们位于银经第二、三象限内, 最大银心距达 20 kpc。经详细的比较后发现, 这些 CO 选星云的分布表现为与银河系外区 H I 气体分布层类似的翘曲结构和近边增厚现象。分子盘翘曲结构起自银心距  $R = 11$  kpc 处, 一直延展到  $R = 20$  kpc 的样本边缘处。不过, 鉴于所选 IRAS 源之周向角范围有限, 因而无法确知分子盘翘曲的最大幅度。另外, 在  $R = 10 \sim 17$  kpc 范围内星云分布层的  $z$  方向厚度持续增大了约 1 倍, 说明分子盘外区形态亦存在近边增厚现象。

1997 年, May 等人<sup>[16]</sup> 利用一次深度 CO 巡天取得的观测资料<sup>[68]</sup>, 讨论了南部银河系外区分子云的物理性质。位于太阳圈外且日心距大于 2 kpc 的样本分子云共计有 177 个, 它们的银经范围为  $l = 194^\circ \sim 270^\circ$ 。不过, 尽管分子云的最大银心距达到  $R \approx 19$  kpc, 但当

$R > 15.5$  kpc 时样本是不完备的。为探测分子云分布层的翘曲和近边增厚现象, May 等人采用了一种颇为直观的做法: 他们把样本中的分子云按银心距范围  $9 < R < 11$  kpc、 $11 < R < 13$  kpc 和  $13 < R < 19$  kpc 分为 3 组, 分别考察各组分子云的银面距  $z$  随银经  $l$  的变化。结果发现  $l-z$  的变化趋势是类似的(见图 4), 即  $|z|$  随  $l \rightarrow 270^\circ$  而增大, 且  $R$  越大  $|z|$  的变化越显著。据此他们认为分子云分布层与银道面斜交, 或者说存在偏向  $b < 0^\circ$  一侧的翘曲结构, 对于最远的一组来说在  $l \approx 270^\circ$  处的平均银面距为  $z = -350$  pc (位于  $l \approx 250^\circ$  方向上的个别分子云可达到  $z = -700$  pc)。另外, 分子盘的厚度从银心距最小一组的约 200 pc, 增大到银心距最大一组的 800 pc, 从而表明除翘曲结构外, 分子盘还存在近边增厚现象。

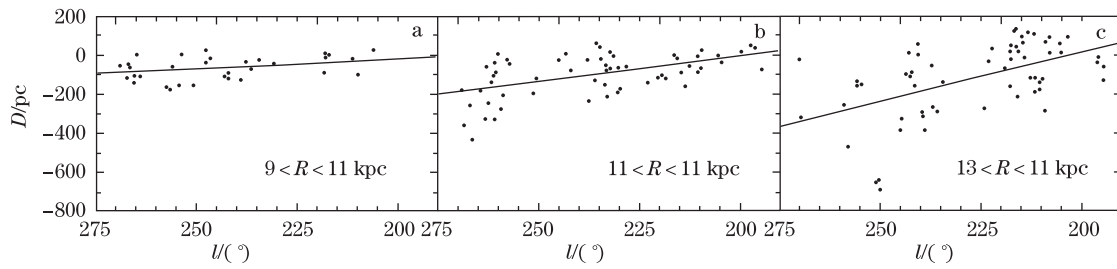


图 4 不同银心距范围内分子云的  $l-z$  分布<sup>[16]</sup>

### 4.3 星际尘埃

人们早就试图利用各别恒星的星际消光值来讨论星际尘埃的空间分布和银河系结构, 但因为单颗恒星距离测定值的误差可高达 25%, 结论并不可靠<sup>[69,70]</sup>。考虑到星团距离的测定精度比单颗恒星高得多, 1987 年 Pandey 和 Mahra<sup>[71]</sup> 尝试利用 462 个疏散星团样本的距离和色余, 来研究银道面附近星际尘埃的分布, 样本星团最大日心距约为  $r = 6 \sim 7$  kpc。他们发现星际介质分布层与银道面约斜交成  $0.8^\circ \pm 0.2^\circ$  角, 在银经  $l \approx 60^\circ$  方向上尘埃分布层上翘达到最大, 并指出该倾角值与前人由造父变星和中性氢得出的结果相符, 但最大倾斜方向的差异较大。同年, Sodroski 和 Kerr<sup>[72]</sup> 利用 IRAS 观测资料, 发现在不同银经方向上, 由弥漫远红外 ( $100 \mu\text{m}$ ) 辐射所表征的星际尘埃之银纬分布与 HI 的分布几乎一致, 从而充分说明银河系尘埃分布层有着与 HI 气体层类似的翘曲结构。

1994 年, Freudenreich 等人<sup>[21]</sup> 利用 COBE 卫星取得的 DIRBE (Diffuse Infrared Background Experiment) 资料, 探究了银河系星际尘埃和恒星盘的分布。他们认为,  $\lambda \approx 240 \mu\text{m}$  的远红外波段面亮度应主要来自星际尘埃辐射, 而近红外波段 ( $\lambda < 5 \mu\text{m}$ ) 辐射主要来自老年盘星。经分析后发现, 尘埃分布层有着与中性氢类似的翘曲结构, 即尘埃分布层与银道面斜交, 交线位于  $l \approx 180^\circ$  处, 而银纬变化幅度为  $b \approx \pm 2^\circ$ 。

近期, Marshall 等人<sup>[22]</sup> 对银河系尘埃翘曲做了一项更详细的研究。资料取自 2MASS 近红外巡天, 但所用的方法是分析星际消光的分布, 而不是面亮度分布。他们通过对  $|l| \leq 100^\circ$ 、 $|b| \leq 10^\circ$  范围内 64 000 多条视线方向上消光值的分析, 发现尘埃分布表现为非



对称的翘曲结构, 且与 CO 和 H I 的观测结果相似, 不过尘埃翘曲的斜率和起始位置的银心距均小于 H I 翘曲盘。具体来说, 在正银经区翘曲始于  $R = 8.7$  kpc 处, 最大翘曲方向的周向角为  $\phi = 89^\circ$ , 斜率为 0.14; 在负银经区翘曲始于  $R = 7.8$  kpc 处, 极大周向角为  $\phi = 272^\circ$ , 斜率为 0.11。

## 5 老年恒星盘

红外观测资料除用于研究尘埃翘曲外(参见本文第 4.3 节), 还可用来探测恒星盘的翘曲结构。

### 5.1 IRAS 点源作为示踪天体

OB 型星是年轻的星族 I 天体, 此类天体的年龄通常小于银盘的转动周期。OB 型星与 H I 气体有着类似的翘曲结构, 说明它们有可能在翘曲形的 H I 分布层中就地形成, 而不是先在别的地方形成, 之后因运动而进入翘曲盘, 它们并不能用来探明翘曲盘究竟是长寿结构, 还是暂现现象。

1989年, Djorgovski 和 Sosin<sup>[73]</sup> 首次研究了银河系年老恒星盘是否存在翘曲结构的问题。为此, 他们从 IRAS 点源表中根据红外波段颜色挑选了约 9 万个源作为银盘的示踪天体, 它们大部分是演化晚期恒星, 如 AGB 星或后 AGB 星等。这类源的红外光度  $L_{\text{IR}}$  很大 ( $L_{\text{IR}} = 2000 \sim 4000 L_{\odot}$ ), 星际消光的影响比可见光波段小得多, 在银心距  $R = 20$  kpc 处也不难观测到。对银道面附近样本点源空间分布的详细分析表明, 源的平均银纬  $\langle b \rangle$  随银经  $l$  的不同而呈现正弦曲线式的变化(参见文献 [73] 中的图 1), 在  $l = 90^\circ \sim 100^\circ$  附近样本点源偏于银道面之上, 在  $l = 240^\circ \sim 270^\circ$  处样本点源偏于银道面之下。不仅如此, 随着红外流量的减弱(即源的距离增大), 这种偏离的幅度渐而增大。上述结果至少从定性上说明, 较年老的 IRAS 恒星(年龄通常为几十亿年)与 H I 分布层有着类似的翘曲结构, 不同处仅在于南北半球 H I 盘翘曲颇不对称, 而 IRAS 翘曲则有较好的对称性。Djorgovski 和 Sosin<sup>[73]</sup> 据此认为, 银河系翘曲是一种长寿现象, 可能起因于银河系暗物质外区质量的非对称分布。

### 5.2 2MASS 点源作为示踪天体

2MASS 红外巡天资料共有约 3 亿个点源(恒星及其他未分辨天体)的位置和  $J$ 、 $H$ 、 $K_s$  三个波段的流量, 涉及天区达全天的 99.998%, 为银河系结构研究提供了更大、更精确的观测样本。

2002 年, López-Corredoira 等人<sup>[11]</sup> 利用 2MASS 所释放的第二批资料, 对银道面附近(银纬  $b \leq 6^\circ$ ) 老年恒星盘的结构做了详细的探究, 其中包括盘的标长、标高以及盘外区的翘曲结构和近边增厚现象。他们采取了两种彼此独立的分析方法: (1) 在 CMD 上挑取红团簇巨星(RCG), 通过恒星计数直接得出视线方向上的恒星数密度分布; (2) 盘模型参数与银道面附近 820 个独立选区中的恒星计数拟合。分析表明两种方法所得到的结果是一致的: 在银河系外区显然表现出近边增厚现象, 即老年恒星盘的外区标高  $h_z(R)$  随银心距  $R$  的增大而增

大, 在  $R \leq 15$  kpc 范围内的变化规律为<sup>[74]</sup>

$$h_z(R) = h_z(R_\odot) \times \exp \left[ \frac{R - R_\odot}{12 - 0.6R} \right], \quad (3)$$

这里  $R$  和太阳银心距  $R_\odot$  均以 kpc 为单位。同时, 盘还存在翘曲结构(见图 5), 翘曲的幅度与气体盘和年轻恒星盘的翘曲幅度相一致, 它使  $R \leq 13$  kpc 范围内恒星盘外区的中面标高  $h_w > 0$ , 且与周向角  $\phi$  之间存在以下关系:

$$h_w = 1.2 \times 10^{-3} R \sin(\phi + 5^\circ). \quad (4)$$

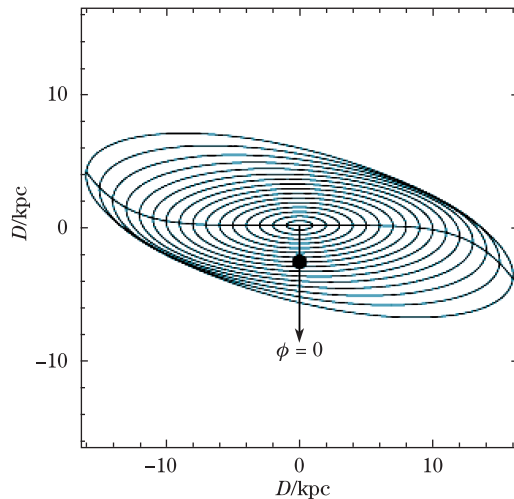


图 5 银河系老年恒星盘翘曲结构示意图<sup>[11]</sup>

图中各圈间距为 1 kpc, 黑点表示太阳所在位置, 中央拉长了的 S 形曲线为最大翘曲所处的方向。

最近, Reylé 等人<sup>[20]</sup> 通过 2MASS 恒星计数对银盘外区的翘曲结构做了较为详细的探究, 其中引入银河系的星族合成模型来约束银盘外区的结构参数, 如标长、截止半径和翘曲斜率等。他们经分析和比较后认为, 恒星盘具有非对称结构, 与 H I 的观测表象相似。在  $0^\circ < l < 180^\circ$  一侧, 计数结果可以用 S 形翘曲来很好地描述, 但斜率明显比 H I 翘曲小。在  $180^\circ < l < 360^\circ$  的另一侧盘结构较为复杂, 不能用简单的翘曲模型来表述。另外, 通过对星际消光分布的分析, 证实了尘埃盘存在翘曲结构, 其斜率介于气体翘曲和恒星翘曲之间。不过作者谨慎地指出, 上述结论尚需进一步的研究来加以证实。

### 5.3 DENIS 点源作为示踪天体

除 IRAS 点源和 2MASS 点源的工作外, Derrière 和 Robin<sup>[75]</sup> 于 2001 年利用 DENIS 近红外巡天资料, 通过恒星计数并讨论其银纬分布, 以研究银河系恒星盘外区的结构。他们的分析结果表明, 恒星盘确实存在翘曲和近边增厚现象, 其中翘曲结构始于银心距  $(8.4 \pm 0.2)$  kpc 处, 而近边增厚的起始银心距可能随银经的不同而不同, 在  $l = 225^\circ$  方向上为 8.8 kpc, 在  $l = 270^\circ$  方向上为 10.5 kpc, 平均值为 9.5 kpc。

#### 5.4 关于大犬座天区的恒星密度超

2004 年, Martin 等人<sup>[76]</sup> 通过对 2MASS 巡天中银河系 M 型巨星分布的分析, 发现了若干大尺度非对称性结构, 其中最明显的是位于大犬座天区中的一个椭圆形恒星密度超, 该结构位于银盘面附近, 中心位置  $l = 240^\circ$ ,  $b = -8^\circ$ , 被称为大犬座密度超 (CMa, 参见文献 [76] 中的图 3-5), 而关于这一结构的本质迄今尚存在争议。一些人认为它是一个矮星系的遗迹, 而另一些人则主张可以用银盘的翘曲结构来解释 CMa。Martin 等人<sup>[76]</sup> 在发现 CMa 的同时, 通过对该结构的自行、恒星计数和 CDM 进行研究后认为, CMa 是一个已瓦解了的矮星系的核。2004 年, Momany 等人<sup>[77]</sup> 指出 CMa 恒星的运动学特性与银河系厚盘相似, 其自行并无特别之处。经分析后他们认为, 只要考虑到银盘翘曲和近边增厚的观测效应, 2MASS 恒星计数轮廓即与 CMa 恒星密度超相一致。具体来说, 他们采用了 Freudenreich 等人<sup>[21]</sup> 和 López-Corredoira 等人<sup>[11]</sup> 的翘曲结构参数 (在银经  $l = 240^\circ$  方向上、银心距  $10 \sim 14$  kpc 处翘曲盘中面的银面距为  $300 \sim 450$  pc, 即翘曲角为  $1.8^\circ \sim 2.4^\circ$ ), 并对红化改正做了修订后, 发现 CMa 这一非对称的密度超结构几乎完全消失。作者据此得出的结论是 CMa 实际上并不存在, 它只是银盘外区翘曲和近边增厚结构的一种观测表象。

此后, 关于 CMa 恒星密度超本质之争随即展开。Martin 等人<sup>[78]</sup> 在同一年的一项工作中指出, 对该结构方向上 M 型巨星之径向数密度分布和视向速度分布的分析表明, Momany 等人<sup>[77]</sup> 所用的翘曲模型对北银半球的恒星数估计过高, 只要对模型稍加改进, 位于南银半球的 CMa 恒星密度超便明显呈现出来, 其中心区的日心距为  $r = (7.2 \pm 0.3)$  kpc, 这一结构不可能用翘曲盘来加以解释。不久, Bellazzini 等人<sup>[79]</sup> 的工作表明, CMa 的所有特征都与一个矮星系的遗迹相符, 翘曲模型无法再现其中的红团簇星结构, 并发现 CMa 主体的日心距随银经的增大而增大, 在  $l = 225^\circ$  方向上为  $r \approx 6.3$  kpc, 在  $l = 265^\circ$  方向上为  $r \approx 9.3$  kpc。然而, 同年 Momany 等人<sup>[80]</sup> 通过对 2MASS 红团簇星和红巨星样本的分析, 再次认为 CMa 恒星密度超可以用银盘外区的翘曲和近边增厚结构来解释。他们强调指出, 鉴于银河系恒星、气体和尘埃盘翘曲的规律性和一致性, 用近期伴星系的并合图景来说明 CMa 密度超是不可取的, 它们只是普通的银河系外盘星族, 是南银半球极大恒星翘曲结构的观测表象, 不存在更为复杂的起源机制。同一时期 López-Corredoira<sup>[81]</sup> 的工作支持了上述观点, 他指出只需对他们的翘曲模型<sup>[11]</sup> 在周向角上做少许变动, 便可呈现 CMa 密度超南北半球非对称分布的观测特征。他的结论较为婉转: 翘曲模型可用于解释 CMa 密度超结构, 而并非必须假设有矮星系存在, 尽管后者仍可看作一种可能的机制。

## 6 翘曲结构参数一览表

表 1 给出由不同示踪天体所确定的银河系外区的翘曲结构参数, 并附以相关的参考文献序号。不难看出, 尽管所用的观测资料和分析方法有所不同, 取得表列结果的年份前后相差约 50 a, 示踪天体的形态和年龄各异, 但不同作者得出的银河系各种成分的大尺度翘曲结构颇为相似, 这不仅表现为有它们相近的周向角和银经取向, 又从翘曲结构最大银面距  $|z|$  值

的大小来看,除中性氢盘翘曲幅度的某些结果相对偏大之外,其他成分间的 $|z|$ 值差异则并

表 1 由不同示踪天体确定的银河系翘曲结构参数

示踪天体	$R$		$ z $		$l$		$\phi$		$b$		参考文献
	$N$	$S$	$N$	$S$	$N$	$S$	$N$	$S$	$N$	$S$	
HI	12		0.35~0.4								[2]
	> 14	14	0.2	0.2			80°	260°			[29]
	16	17	≥ 3.0	0.85			90°	260°			[6,33]
	24		4.0				100°				[8]
	20		1.7								[10,20]
OB型星		约11				285°				2°~3°	[44]
	> 8								3°		[12]
						250°				5°	[47]
		15		1.5				260°			[13]
WR星	> 8				75°	288°			0.9°	0.9°	[57]
造父变星					97°				0.8°		[55]
	约8		0.15	0.15	80°	260°					[56]
疏散星团					50°				0.5°		[58]
疏散星团+ WR星+SNR					80°	250°			1.7°	2.5°	[61]
脉冲星	15		约1								[62]
分子云			0.4		80°						[67]
	13~19			0.35							[16]
星际尘埃	约7.5				60°				0.8°		[71]
					80°	220°			2°	2°	[21]
	20		1.55	1.35			89°	272°			[20,22]
红外计数/ 老年恒星盘	约20						95°	255°	0.3°	0.7°	[20,73]
	14		1.25								[11]
	20		1.05								[20]
		17				240°				2°	[77]

注: (1) 符号说明,

$R$ -翘曲结构最大银心距(kpc为单位);

$|z|$ -翘曲结构最大银面距(kpc为单位);

$l$ -最大翘曲结构之银经;

$\phi$ -最大翘曲结构之周向角;

$b$ -最大翘曲结构之银纬(观测翘曲倾角),对南银半球应理解为取负值。

(2) 表中  $N$  为北半球数据,  $S$  为南半球数据。

(3)  $b$ 、 $R$  和  $|z|$  之间存在以下关系:  $|z| = R \tan b$ 。

(4) 周向角  $\phi$  与银经  $l$  之间有如下关系,  $\sin(\phi - l) = R_{\odot} \sin l / R$  ( $R_{\odot}$  为太阳银心距), 故相关工作凡给出周向角  $\phi$  者即不给出银经  $l$ , 反之亦然。

不显著, 由此足以表明银盘外区翘曲结构确实客观存在。

## 7 翘曲结构的形成机制

自 1957 年银河系外区 H I 气体盘翘曲结构发现之日起, 人们即从观测和理论两个方面来探索其形成机制, 而随着恒星盘和尘埃盘翘曲结构的确认, 相关研究亦不断深入和细化。就目前来看, 关于银河系翘曲结构如何形成的问题至少已提出了以下几种可能的机制:

- (1) 银盘与近邻伴星系的潮汐相互作用;
- (2) 银盘与暗晕的相互作用;
- (3) 星系际气体的内落和吸积。

Kerr<sup>[2]</sup> 在发现 H I 翘曲之时, 便考虑了该结构起源于星系间引力潮作用的可能性, 不过他当时已意识到为此所需的潮汐力之大令人无法想象。1969 年, Hunter 和 Toomer<sup>[82]</sup> 的理论工作表明, 大麦云在目前位置上的直接引力潮之影响很小, 不足以由此而形成银河系翘曲。至于大麦云是否会在过去某个时间因非常接近银河系而导致银盘翘曲结构的形成并留存至今, Hunter 和 Toomer<sup>[82]</sup> 亦予以否定, 理由是这要求大麦云的质量必须大于  $2 \times 10^{10} M_{\odot}$ , 且需接近到银心距仅为 20 kpc 的地方。

1998 年, Weinberg<sup>[83]</sup> 指出, 要是在盘的周围有大质量晕存在, 那么在伴星系的作用下晕内会出现涡流区, 而涡流产生的扭力矩可以使伴星系的引力潮效应得以放大, 从而形成银盘的翘曲结构。2002 年, Tsuchiya<sup>[84]</sup> 的工作表明, 如果晕的质量大到  $2.1 \times 10^{12} M_{\odot}$ , 那么扭力矩的放大效应便足以产生银河系翘曲。同年 García-Ruiz 等人<sup>[85]</sup> 对这一机制提出质疑, 他们的研究表明, 如果以大麦云为伴星系, 那么由这一机制所生成的翘曲盘之幅度和取向, 与银盘翘曲的实测结果都不相一致, 而 Castro-Rodríguez 等人<sup>[86]</sup> 在引用上述结论时指出, 这类机制也许能适用于某些河外星系而不是银河系。尽管有人诘难, 但 Weinberg 和 Blitz<sup>[87]</sup> 在后续工作中再次肯定他们关于银河系翘曲的麦哲伦云起源观点。

另一个已被用来探究银河系翘曲之伴星系起源机制的近邻星系是人马矮星系。Bailin<sup>[88]</sup> 指出, 麦哲伦云绕银河系中心的轨道与翘曲交线正交, 即位于极大翘曲线附近。但是, 由伴星系引发的翘曲的交线应与伴星系轨道取向一致, 可见麦哲伦云不是合适的候选伴星系。1994 年发现的人马矮星系<sup>[89]</sup> 则与之不同, 它位于银河系核球的后方(日心距 24 kpc, 银心距 16 kpc), 并沿近乎极向的轨道运动, 轨道面与银河系翘曲交线重合。Ibata 和 Razoumov<sup>[90]</sup> 的工作表明, 人马矮星系的质量估计不小于  $5 \times 10^9 M_{\odot}$ , 它穿过银盘时有可能使之发生翘曲; 也可能由该矮星系的引力潮, 或者由它在暗晕中形成的某个涡流区所产生的扭力矩使银盘发生翘曲。

为验证上述观点, Bailin<sup>[88]</sup> 计算了银河系 5 个近邻矮星系的轨道角动量, 其中包括大麦云、人马矮星系和小熊矮星系等。经与银河系翘曲角动量的比较后发现, 唯有人马矮星系与之非常吻合: 角动量值均为  $(2 \sim 8) \times 10^{12} M_{\odot} \cdot \text{kpc} \cdot \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ , 且方向都是  $l \approx 270^{\circ}$ 、 $b = 0^{\circ}$  (可参见文献 [88] 中的表 2)。据此, Bailin 认为人马矮星系的存在导致银盘外区出现翘曲, 不过这一过程的具体细节尚需做进一步的研究。

随着众多盘星系中翘曲结构的相继发现, 人们开始讨论星系翘曲的一般性形成机制。早

在 1978 年 Binney<sup>[91]</sup> 就已明确提出, 如果在星系盘的周围存在大质量三轴椭球形暗物质晕, 而且星系盘的转轴与该椭球主轴的取向不一致(即角动量错向), 那么通过暗晕物质对盘的动力学摩擦作用, 盘的外区就有可能形成翘曲结构。之后, 许多人接受了这一观点<sup>[92-97]</sup>。例如, Sparke 和 Casertano<sup>[96]</sup> 更认为这种形成盘翘曲的动力学机制无要求暗晕的形状必然为三轴椭球, 轴对称形的扁等轴椭球体也许对形成翘曲盘更为有利。Ostriker 和 Binney 指出<sup>[97]</sup>, 银盘内区的倾斜和外区翘曲都缘自银河系不断吸收取向与银河系转轴斜交的内落角动量, 并对角动量内落的起因做了较为详细的讨论。

1989 年, Djorgovski 和 Sosin<sup>[73]</sup> 在讨论银河系老年恒星盘翘曲结构的形成机制时认为, 用外区质量为非球对称分布、因而角动量错向的暗晕与银盘的动力学相互作用, 来解释银河系外区的翘曲结构最为合理, 不过没有对之给出详细的说明。1999 年, Debattista 和 Sellwood<sup>[98]</sup> 的模拟计算进一步表明, 即使不太扁的等轴椭球体暗晕亦能导致翘曲盘的形成。

2002 年, López-Corredoira 等人<sup>[42]</sup> 提出了星系际介质向盘内落和吸积的翘曲形成机制, 并具体指出, 对于银河系这样的一类星系, 只要星系际介质中重子物质的平均密度达到  $10^{-25} \text{ kg} \cdot \text{m}^{-3}$  左右, 盘外区的物质内落速度约为  $100 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ , 就可以产生所观测到的翘曲结构, 并得出物质的内落速率约为  $1 M_{\odot} \cdot \text{a}^{-1}$ 。他们认为, 这种低密度净物质流的假设从物理学上看颇为合理。然而, Sánchez-Salcedo<sup>[99]</sup> 对此提出了质疑, 理由是如果这一机制有效, 那么盘外区的标高应当随周向角而变。最近, López-Corredoira 等人<sup>[100,101]</sup> 对他们的星系际物质流吸积机制做了进一步的讨论, 认为低金属度气体  $1 M_{\odot} \cdot \text{a}^{-1}$  的吸积率与银河系化学演化过程相符, 而且确实能很好地解释银河系 S 形翘曲结构的另一个观测特征: 盘外区的气体密度和标高随周向角而变。他们同时还强调指出, 这一机制可以成功解释河外星系的 U 形翘曲盘, 也无需引入强磁场、大质量银晕或者近邻伴星系。

尽管有人还提出了另外某种机制, 如用星系际磁场的作用来解释星系翘曲结构的形成<sup>[102]</sup>, 但鉴于问题的复杂性, 至少就目前来看天文学家对银河系翘曲的起源尚未达成共识。

## 参考文献:

- [1] Burke B F. AJ, 1957, 62: 90
- [2] Kerr F J. AJ, 1957, 62: 93
- [3] Westerhout G. BAN, 1957, 13: 201
- [4] Oort J H, Kerr F J, Westerhout G. MNRAS, 1958, 118: 379
- [5] Gum C S, Kerr F J, Westerhout G. MNRAS, 1960, 121: 132
- [6] Henderson A P, Jackson P D, Kerr F J. ApJ, 1982, 263: 116
- [7] Burton W B, te Lintel Hekkert P. A&AS, 1986, 65: 427
- [8] Diplas A, Savage B D. ApJ, 1991, 377: 126
- [9] Nakanishi H, Sofue Y. PASJ, 2003, 55: 191
- [10] Levine E S, Blitz L, Heiles C. ApJ, 2006, 643: 881
- [11] López-Corredoira M, Cabrera-Lavers A, Garzón F, et al. A&A, 2002, 394: 883
- [12] Miyamoto M, Yoshizawa M, Suzuki S. A&A, 1988, 194: 107
- [13] Reed B C. AJ, 1996, 111: 804

- 
- [14] Grabelsky D A, Cohen R S, Bronfman L, et al. *ApJ*, 1987, 315: 122
- [15] Wouterloot J G A, Brand J, Burton W B, et al. *A&A*, 1990, 230: 21
- [16] May J, Alvarez H, Bronfman L. *A&A*, 1997, 327: 325
- [17] Porcel C, Battaner E, Jimenez-Vicente J. *A&A*, 1997, 322: 103
- [18] Freudebreich H T. *ApJ*, 1998, 492: 495
- [19] Drimmel R, Spergel D N. *ApJ*, 2001, 556: 181
- [20] Reylé C, Marshall D J, Robin A C, et al. *A&A*, 2009, 495: 819
- [21] Freudenreich H T, Berriman G B, Dwek E, et al. *ApJ*, 1994, 429: L69
- [22] Marshall D J, Robin A C, Reyré C, et al. *A&A*, 2006, 453: 635
- [23] Arp H. *ApJS*, 1966, 14: 1
- [24] Sancisi R. *A&A*, 1976, 53: 159
- [25] Ann H B, Park J-C. *NewA*, 2006, 11: 293
- [26] Guijarro A, Peletier R F, Battaner E, et al. *A&A*, 2010, 519: 53
- [27] Malhotra S. *ApJ*, 1995, 448: 138
- [28] Binney J, Merrifield M. *Galactic Astronomy*, Princeton: Princeton University Press, 1998: 564
- [29] Henderson A P. *IAUS*, 1979, 84: 493
- [30] Weaver H, Williams D R W. *A&AS*, 1974, 17: 251
- [31] Weaver H, Williams D R W. *A&AS*, 1973, 8: 1
- [32] Weaver H, Williams D R W. *A&AS*, 1974, 17: 1
- [33] Binney J. *ARAA*, 1992, 30: 51
- [34] Stark A A, Gammie C F, Wilson R W, et al. *ApJS*, 1992, 79: 77
- [35] Kulkarni S R, Blitz L, Heiles C. *ApJ*, 1982, 259: L63
- [36] Hartmann D, Burton W B. *Atlas of Galactic Neutral Hydrogen*, Cambridge: Cambridge University press, 1997: 1
- [37] Kerr F J, Bowers P F, Jackson P D, et al. *A&AS*, 1986, 66: 373
- [38] Burton W B, Liszt H S. *A&AS*, 1983, 52: 63
- [39] Amal E M, Bajaja E, Larrate J J, et al. *A&AS*, 2000, 142: 35
- [40] Bajaja E, Amal E M, Larrate J J, et al. *A&A*, 2005, 440: 767
- [41] Kalberla P M W, Burton W B, Hartmann D, et al. *A&A*, 2005, 440: 775
- [42] López-Corredoira M, Betancort-Rijo J, Beckman J E. *A&A*, 2002, 386: 169
- [43] Rogstad D H, Lockhart I A, Wright M C H. *ApJ*, 1974, 193: 309
- [44] Graham J A. *AJ*, 1970, 75: 703
- [45] Garmany C D. *IAUS*, 1986, 116: 19
- [46] Rubin V C, Burley J, Kiasatpoor A, et al. *AJ*, 1962, 67: 491
- [47] Orsatti A M. *AJ*, 1992, 104: 590
- [48] Carney B W, Seitzer P. *AJ*, 1993, 105: 2127
- [49] Porcel C, Battaner E. *MNRAS*, 1995, 274: 1153
- [50] Miyamoto M, Yoshizawa M, Suzuki S. *ApSS*, 1991, 177: 399
- [51] Smart R L, Lattanzil M G. *A&A*, 1996, 314: 104
- [52] Miyamoto M, Sôma M, Yoshizawa M. *AJ*, 1993, 105: 2138
- [53] Smart R L, Drimmell R, Lattanzil M G, et al. *Nature*, 1998, 392: 471
- [54] Drimmell R, Smart R L, Lattanzil M G. *A&A*, 2000, 354: 67
- [55] Fernie J D. *AJ*, 1968, 73: 995
- [56] Efremov Yu N, Ivanov G R, Nikolov N S. *ApSS*, 1981, 75: 407
- [57] Stenholm B. *A&A*, 1975, 109: 213
- [58] Pandey A K, Bhatt B C, Mahra H S. *A&A*, 1988, 189: 66

- [59] Janes K, Adler D. *ApJS*, 1982, 49: 425
- [60] Janes K A, Tilley C, Lyngå G. *AJ*, 1988, 95: 771
- [61] Pandey A K, Bhatt B C, Mahra H S. *A&A*, 1990, 234: 128
- [62] Yusifov I. *The Magnetized Interstellar Medium*. Germany: Copernicus GmbH, 2004: 165
- [63] Lockman F J. *AJ*, 1977, 82: 408
- [64] Fich M, Blitz L. 1984, *ApJ*, 279: 125
- [65] Sanders D B, Solomon P M, Scoville N Z. *ApJ*, 1984, 276: 182
- [66] May J, Murphy D C, Thaddeus P. *A&AS*, 1988, 73: 51
- [67] Mead K N, Kutner M L. *ApJ*, 1988, 330: 399
- [68] May J, Bronfman L, Alvarez H, et al. *A&AS*, 1993, 99: 105
- [69] FitzGerald M P. *AJ*, 1968, 73: 983
- [70] Neckel Th, Klare G. *A&AS*, 1980, 42:251
- [71] Pandey A K, Mahra H S. *MNRAS*, 1987, 226: 635
- [72] Sodroski T J, Kerr F J. *ApJ*, 1987, 322: 101
- [73] Djorgovski S, Sosin C. *ApJ*, 1989, 341: L13
- [74] Cabrera-Lavers A, Bilir S, Ak S, et al. *A&A*, 2007, 464: 565
- [75] Derrière S, Robin A C. *ASPC*, 2001, 232: 229
- [76] Martin N F, Ibata R A, Bellazzini M, et al. *MNRAS*, 2004, 348: 12
- [77] Momany Y, Zaggia S R, Bonifacio P, et al. *A&A*, 2004, 421: L29
- [78] Martin N F, Ibata R A, Conn B C, et al. *MNRAS*, 2004, 355: L33
- [79] Bellazzini M, Ibata R A, Martin N F, et al. *MNRAS*, 2006, 366: 865
- [80] Momany Y, Zaggia S R, Gilmore G, et al. *A&A*, 2006, 451: 515
- [81] López-Corredoira M. *MNRAS*, 2006, 369: 1911
- [82] Hunter C, Toomre A. *ApJ*, 1969, 155: 747
- [83] Weinberg M D. *MNRAS*, 1998, 299: 499
- [84] Tsuchiya T. *NewA*, 2002, 7: 293
- [85] García-Ruiz I, Kuijken K, Dubinski J. *MNRAS*, 2002, 337: 459
- [86] Castro-Rodríguez N, López-Corredoira M L, Sánchez-Saavedra M L, et al. *A&A*, 2002, 391: 519
- [87] Weinberg M D, Blitz L. *ApJ*, 2006, 641: L33
- [88] Bailin J. *ApJ*, 2003, 583: L79
- [89] Ibata R A, Gilmore G, Irwin M. *Nature*, 1994, 370: 194
- [90] Ibata R A, Razoumov A O. *A&A*, 1998, 336: 130
- [91] Binney J. *MNRAS*, 1978, 183: 779
- [92] Petrou M. *MNRAS*, 1980, 191: 767
- [93] Dekel A, Shlosman I. *IAUS*, 1983, 100: 187
- [94] Toomre A. *IAUS*, 1983, 100: 177
- [95] Sparke L S. *ApJ*, 1984, 280: 117
- [96] Sparke L S, Casertano S. *MNRAS*, 1988, 234: 873
- [97] Ostriker E C, Binney J J. *MNRAS*, 1989, 237: 785
- [98] Debattista V P, Sellwood J A. *ApJ*, 1999, 513: L107
- [99] Sánchez-Salceote F J. *MNRAS*, 2006, 365: 555
- [100] López-Corredoira M, Betancort-Rijo J, Bekman J E. *ASPC*, 2008, 390: 359
- [101] López-Corredoira M, Betancort-Rijo J. *A&A*, 2009, 493: L9
- [102] Battaner E, Florido E, Sanchez-Saavedra M L. *A&A*, 1990, 236: 1



## Warp of the Outer Region of the Galactic Disc

ZHAO Jun-liang

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

**Abstract:** It has been over 50 years since radio observations of neutral hydrogen first revealed the gaseous disk of the Milky Way Galaxy to be warped and flaring. Subsequently, such a structure has also been observed in the distribution of various components of the Galaxy in different wavebands, such as population I objects, molecular clouds, interstellar dust and older stellar population.

Radio observations of neutral hydrogen were firstly used to find the warp and the flare of the outer gaseous disc of the Galaxy. The general warping of the H I layer above the Galactic plane in the north and below the plane in the south is clearly shown. According to the results obtained from some researches, for the north, the warping increases rapidly with galactocentric distance  $R$ , from the average distance above the plane  $z \sim 0.1$  kpc at  $R \sim 13$  kpc to  $z \sim 4-4.5$  kpc at  $R \sim 24-30$  kpc, whereas in the south, it reaches an extreme value near  $R \sim 17$  kpc and then returns to the plane  $z=0$ . At  $R > 24$  kpc, the H I layer exhibits a “scalloping” up and down with respect to distances above the plane  $z=0$  as the azimuth is changed. The azimuth range of maximum warp directions is  $90^\circ-110^\circ$ . And the characteristic thickness, which can be used to describe the flaring outer disc, increases rapidly with increasing  $R$ , from 1 kpc at  $R \sim 14$  kpc to 3.5–4 kpc at  $R \sim 24-30$  kpc.

The population I tracers, which can be used to detect the warp and flare structure of the outer stellar disc of the Galaxy, include OB stars, WR stars, classical cepheids, pulsars, open clusters and even supernova remnants, among which many studies have been done for OB stars since 1970. From some samples of such young stars, it has been found that the inclination of the plane defined by OB stars exterior to the solar circle is some  $3^\circ$  and the nodal line of the inclined plane with the Galactic plane is quite close to the Galactic center-Sun-anticenter line, which is in accordance with the global structure of the warped H I layer.

In addition to the population I objects, molecular clouds and interstellar dust have also been observed to study the large scale structure of the outer Galaxy, and some interesting conclusions have been obtained. For example, the ensemble of clouds shows the same warped shape and flaring thickness as shown by the outer Galaxy H I gas layer.

Interstellar extinction remains a serious obstacle for observing stars near the Galactic plane. Since the extinction suffered in the near infrared is about an order of magnitude

lower than in visible, the data provided recently by large scale infrared surveys, including IRAS, DENIS, DIRBE/COBE and 2MASS, have been used to investigate the warp and flare structure of our Galaxy. It is discovered from some studies that a feature of infrared point source counts can be interpreted as a signature of the warp in the Galactic older stellar disc. The warp is less obvious in stars than in the gas and it also shows different shapes of the disc at negative and positive longitudes.

Up to date, it is not completely clear how the warped disc of the outer Galaxy was formed and whether the warp is a persistent feature of the Galaxy, or a transient phenomenon. Most recent work has focused on one of the following 3 possible mechanisms: (1) a satellite dwarf orbiting the Galaxy, such as the Large Magellanic Cloud or the Sagittarius dwarf galaxy, causes a warp by tidal interaction with the Galactic disc; (2) the warp is caused by infall and accretion of intergalactic medium onto the disc; (3) the warp can be formed by interaction between the outer Galactic disc and a triaxial or an oblate massive dark matter halo, misaligned with the disc. Anyway, further studies are needed to finally solve the puzzle of the formation mechanism of the Galactic warp.

**Key words:** Galaxy; Galactic disc; warp; flare