

文章编号: 1000-8349(2012)01-077-93

星系翘曲盘及其统计研究

赵君亮

(中国科学院上海天文台, 上海 200030)

摘要: 河外旋涡星系外区普遍存在翘曲结构, 其特征可用若干翘曲参数来描述, 包括翘曲角、翘曲半径、不对称度等。一些翘曲星系表已相继发表, 并用于相关的统计分析。关于翘曲盘的形成已提出多种理论机制, 如星系间的潮汐相互作用、星系际介质的吸积、盘与暗晕的角动量错向以及星系际磁场的作用等。

关键词: 星系; 星系盘; 翘曲; 统计学

中图分类号: P157 **文献标识码:** A

1 引言

早在 50 多年前, 人们已通过射电观测发现银河系外区气体盘呈现某种翘曲结构^[1-3]; 之后, 银河系恒星盘和尘埃盘外区存在翘曲结构亦相继得以证实^[4-7]。随着高空间分辨率 21 cm 中性氢观测用于河外星系的, 自 20 世纪 60 年代起, 在一些河外旋涡星系中也陆续观测到了类似的气体翘曲盘 (典型的如 M33、M83 和 NGC 5907 等^[8-10], 参见图 1); 之后, 光学翘曲盘 (即恒星翘曲盘) 也得以发现, 如 NGC 3190^[11]。

尽管银河系不同成分 (包括气体、恒星、尘埃、分子云等) 成员的各类观测资料 (如位置、距离、星等、视向速度、自行等) 远比河外星系来得丰富和精确, 但鉴于我们位于银河系之内, 无法直接窥见其全貌, 包括内区的棒、盘内的旋臂和外区的翘曲结构等。相比之下, 河外星系的情况则与之适反——小尺度细节难究而大尺度结构易见, 后者就包括它们的翘曲盘。

随着观测资料的累积和精化, 对于旋涡星系, 人们渐而注意到气体盘外区的翘曲结构乃是一种相当普遍的现象。例如, 一系列工作表明, 仙女星系 (M31) 的中性氢气体盘呈现非对称翘曲结构^[12-14], 而到 20 世纪 80 年代初发现有类似盘结构的旋涡星系已多达 10 余个^[8-10,15-17]。同一时期前后, 人们还发现一些星系同时具有光学翘曲盘, 其中包括 M31^[11,18]。

收稿日期: 2011-03-22; 修回日期: 2011-09-01

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

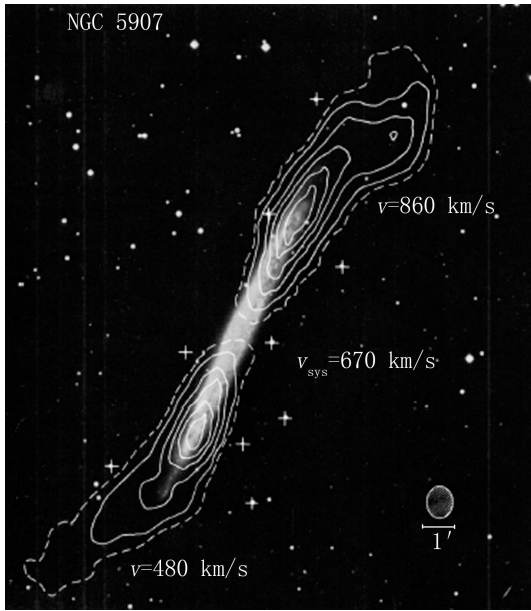


图1 侧向旋涡星系 NGC 5903 的光学像和外区中性氢盘的翘曲结构^[10]

对于一个侧向旋涡星系，如果外区表现为具有翘曲盘结构，那么其观测表像便呈现拉长了的 S 形，或者说看上去更像一个积分号。根据这一基本观测特征，自 20 世纪 90 年代初人们开始在大范围内搜寻有翘曲盘的侧向旋涡星系。如 1990 年 Sánchez-Saavedra 等人^[19]通过对帕洛玛天图 (POSS) 北半球所有倾角 i 大于 74° 的旋涡星系的探究，发表了第一份含翘曲盘的星系表，表列星系共 42 个。同年，他们又对该表做了修订和补充，列出满足 $\lg r_{25} \geq 0.57$ (亦即 $i \geq 74^\circ$) 的北半球 NGC 星系计 86 个 (r_{25} 为 $\mu = 25 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$ 之等面亮度线星系像的长短轴之比——轴比 a/b ，而 μ 是星系的面亮度)，其中 42 个含有翘曲盘，并开始对翘曲盘做了进一步的分类^[20]。

自 20 世纪末，更多的翘曲星系表相继发表^[21-26]，有些样本的翘曲星系数已超过 200 个^[22,26]。随着样本的增大，分类也进一步得以

细化——除盘两侧呈反向翘曲的 S 形翘曲盘外，还发现了两侧呈同向翘曲的 U 形 (杯形) 翘曲盘，以及不对称的两侧翘曲 (银河系即属此类^[27])，甚至还有仅在一侧 (而不是两侧) 呈现翘曲结构的 L 形翘曲盘等^[25] (参见图 2)。在上述观测工作的基础上，相应的统计分析和有关翘曲盘形成机制的理论研究亦渐趋深入，并已取得一些颇为重要的认识 (见本文第 4 章)。

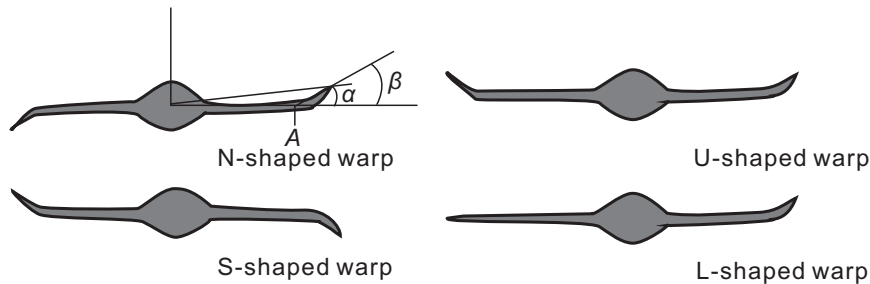


图2 星系翘曲盘的基本类型

其中 N 型翘曲本质上仍属 S 形翘曲，只是相对观测者的取向不同^[25]；点 A 为翘曲结构之起端。

除了射电和光学观测，最近人们开始在近红外波段探测盘状星系的翘曲结构，并为探究翘曲盘的形成机制提供了另一类观测约束^[28]。此外，还就星系翘曲与红移 (即年龄) 的关系^[23]，环境对翘曲结构的影响^[21]，以及同为盘状星系的透镜星系是否存在翘曲盘^[25,28] 等问题进行了分析和讨论。

2 翘曲结构的基本特征和翘曲参数

2.1 翘曲盘的基本结构特征

无论何种类型的星系翘曲结构, 其表现形式总是在盘外区 (一侧或两侧) 从某个中心距 R_w 处起 (R_w 称为翘曲半径, 即翘曲起端位置的中心距), 随着中心距 R 的进一步增大, 盘物质的分布呈现离开星系盘中面向外翘起。描述这种结构的理论模型是, 把星系盘看作由一系列同心物质圆环组成, 在 $R < R_w$ 的内区, 物质环是共面的, 这就是盘的中面 (对银河系来说便是银道面); 当 $R \geq R_w$ 时, 物质环的取向 (或者说环平面) 与中面斜交^[29,30], 即使对如 NGC 3718 这样的特殊星系, 其大尺度结构也能用上述圆环模型来很好地加以表述^[31]。1990 年 Briggs^[30] 的重要工作对上述环模型做了非常明确的阐述, 并为后人广泛引用。

在有关翘曲盘的统计研究工作中, 往往约定以 r_{25} ^[32] 之对数的某个下限值作为判据来选取侧向星系, 如文献 [25] 中取 $\lg r_{25} \geq 0.60$ 等 (可能为简化起见, 在某些文献中也有用 r_{25} 代表这里所定义的 $\lg r_{25}$ ^[20], 不过这容易产生混淆)。如记面亮度 $\mu = 25 \text{ mag}\cdot\text{arcsec}^{-2}$ 等光度线星系像的半长径为 R_{25} , 则观测表明大部分星系在中心距 $R < R_{25}$ 范围内盘是平坦的, 翘曲结构出现在 $R > R_{25}$ 的星系外区^[33]。对于少部分星系可以有 $R_w < R_{25}$, 典型的如积分号星系 PGC 20348, 其翘曲半径 $R_w \approx 0.5R_{25}$ ^[26]。

鉴于星系通常并没有明确的外边缘, 人们常用霍姆伯格 (Holmberg) 半径 R_{H_0} 来规定其空间全尺度, R_{H_0} 有时也记为 $R_{26.5}$, 这是 B 波段 $\mu = 26.5 \text{ mag}\cdot\text{arcsec}^{-2}$ 之星系等面亮度线轮廓的半径, 是一般情况下能可靠地加以测量的最低面亮度^[34]。研究表明, 在 $R_{25} < R < R_{H_0}$ 范围内即可探测到盘的翘曲结构, 这一范围内不同中心距物质环与星系中面交于同一条直线。在 R_{H_0} 附近, 翘曲特征开始发生变化, 当 $R > R_{H_0}$ 时不同中心距物质环与星系中面的交线不再共线, 而是表现为环的中心距越大, 交线越是沿星系自转方向超前^[30]。

在不少星系中盘的外区朝一侧翘起后, 随着中心距的增大, 翘曲盘在渐而远离中面的同时, 还会反向折回 1 或 2 次而呈现波状结构 (corrugation), 如银河系翘曲盘便是如此^[35-37]。1991 年, Florido 等人^[38] 首次报道了 2 个侧向旋涡星系 NGC 4244 和 NGC 5023 的波状翘曲结构, 并为近期的工作所证实^[39]。不仅如此, 在其他一些侧向旋涡星系中也发现了此类波状翘曲盘, 如 NGC 5907^[40]、IC 2233^[41] 等。显然, 与大尺度的翘曲盘相比, 沿径向的波状起伏以及沿周向的扇贝形或瓦楞形起伏^[36,42], 可看作为叠加在翘曲盘上的较小尺度结构。

2.2 翘曲角

翘曲盘的大尺度结构可以用若干参数——翘曲参数来具体表征, 如上面已提到的翘曲半径, 以及还有翘曲角、翘曲幅度、翘曲斜率、不对称度等。

翘曲结构的扭曲程度常用翘曲角来表征, 而对于翘曲角又可以有两种表述方式, 即 α 和 β (参见图 2)。翘曲角 α 定义为两条直线 A 和 B 的交角, 其中 A 是星系内区的 (平均) 长轴, 而 B 则是星系中心与翘曲结构距中面最远端的连线。 α 可按式计算:

$$\tan \alpha = z_w / R_{\text{last}} \quad , \quad (1)$$

式中 z_w 为翘曲结构最远端到星系中面的距离, 而 R_{last} 是该端点在中面上投影位置的中心距。

尽管翘曲角 α 被人们广为采用^[20,24,25,43], 但按下式计算的翘曲角 β 显然能更好地表征翘曲结构的扭曲程度^[26]:

$$\tan \beta = z_w / (R_{\text{last}} - R_w) \quad . \quad (2)$$

可见在构成角 β 的两条直线中, 直线 A 不变, 直线 B 是翘曲结构起端 (中心距等于翘曲半径) 与最远端间的连线, $\tan \beta$ 可称为翘曲斜率。由式 (1)、(2) 可知, 任何情况下总是有 $\alpha < \beta$, 且 α 的测定误差必小于 β 的测定误差。无论 α 还是 β , 都只是对星系盘翘曲程度的一种粗略表述, 可用于相关的统计分析。

$z_w = R_{\text{last}} \tan \alpha = (R_{\text{last}} - R_w) \tan \beta$ 称为翘曲幅度 (或翘曲高), 而不同中心距 R 处翘曲物质环的中面距 z 与 R 的关系 $z \equiv z(R)$ 称为翘曲曲线, 有人认为可用下列多项式来表示^[44]:

$$z = C(R - R_w)^2 + D(R - R_w)^3 \quad , \quad (3)$$

其中 C 、 D 为拟合参数。上式可满足当 $R = R_w$ 时 (即在翘曲结构起端) 有 $z = 0$, 以及翘曲曲线与星系中面相切。

2.3 翘曲结构的不对称度 (degree of asymmetry)

对星系翘曲结构的进一步分类始于 1990 年, Sánchez-Saavedra 等人^[19,20] 按积分号 S 形翘曲盘的表观形态把它们分为 S 型和 N 型两个亚类, 其中 S 型的翘曲结构为顺时针向, N 型翘曲结构为反时针向 (参见图 2)。当然, S 型和 N 型两类翘曲盘没有本质上的差异, 它们只是反映了从相反两侧看到的翘曲结构之形态, 所以就物理学角度来看这种差别并无任何意义。不过, 若要探究某个天区 (如银河系邻域或者一个星系团) 内众多翘曲星系的取向及其分布, 这样的分类也许就有用了^[45]。

在 1990 年 Sánchez-Saavedra 等人^[20] 的工作中, 如果确认翘曲结构并不对称, 甚至只出现在盘的单侧而不是两侧, 该类翘曲盘便以 S^* 或 N^* 来表示。到 2003 年, Sánchez-Saavedra 等人^[25] 取用字母 L 来表示单侧翘曲盘, 从而使之更形象化, 并分别以字母组合 LS 或 LN 取代 S^* 或 N^* 。同时, 在他们的翘曲星系表中还分别给出了星系盘近东一侧和近西一侧的翘曲角 α_E 和 α_W ^[25]。这种做法在 Castro-Rodríguez 等人^[22] 2002 年的工作中亦已采用, 不过他们给出的是东西两侧的翘曲斜率, 而不是翘曲角。

有了 α_E 和 α_W , 翘曲角的无量纲不对称度 A_α 由下式确定^[22,25]:

$$A_\alpha = \frac{|\alpha_E - \alpha_W|}{\alpha_E + \alpha_W} \quad . \quad (4)$$

显然, 不对称度的取值范围是 $0 \leq A_\alpha \leq 1$ 。如 $A_\alpha = 0$, 翘曲盘是对称的; A_α 值越大翘曲结构越不对称, 对于 L 形翘曲盘就有 $A_\alpha \equiv 1$, 是为不对称翘曲盘的极端情况。也有人用以下更简单的形式来表征翘曲盘的不对称程度^[24]:

$$A'_\alpha = |\alpha_E - \alpha_W| \quad , \quad (5)$$

这时 A'_α 便以 ($^\circ$) 为单位。

近期, Saha 等人^[46] 在分析侧向旋涡星系的 Spitzer 红外观测资料时, 引入了另外两个不同的无量纲不对称指数, 即侧向不对称度 A_F 和翘曲起端的不对称指数 A_{on} :

$$A_F = \frac{F_L - F_R}{F_L + F_R}, \quad (6)$$

和

$$A_{on} = \frac{R_w^l - R_w^r}{R_w^l + R_w^r}, \quad (7)$$

这里 F_L 和 F_R 分别为星系左右两半部等面积天区的辐射流量, R_w^l 和 R_w^r 分别为星系左右两侧的翘曲半径。 A_F 反映了星系两侧流量不对称程度, 亦可称为流量不对称度, 而 A_{on} 反映了盘两侧翘曲半径的不对称程度。

3 统计研究

3.1 翘曲盘的观测频数

早在 1976 年, Sancisi^[10] 就已认为 HI 盘翘曲结构的观测频数很高, 不过他的样本星系系数仅为 5 个 (其中 4 个含翘曲盘), 不足以充分说明问题。1990 年 Sánchez-Saavedra 等人^[20] 在考察了含 86 个 NGC 星系的样本后发现, 其中 42 个星系有翘曲盘, 可见样本星系中光学翘曲盘的出现频数相当高, 约占总星系数的一半 (近 49%), 这一比例与同年 Bosma 和 Athanassoula^[47] 给出的关于中性氢翘曲盘的观测频数差不多。但是, 对于接近正向的盘状星系, 即使存在翘曲结构也不易观测到, 故人们总是在接近侧向的星系中来确认是否存在翘曲盘, 如 Sánchez-Saavedra 等人^[20] 的样本即是北半球倾角 $i > 74^\circ$ 的 NGC 旋涡星系。尽管如此, 对翘曲盘的证认还是有可能出现遗漏, 不过 i 越大发生遗漏的可能性就越小。考虑到这一取向效应后, 经合理估算他们认为实际翘曲盘的频数可望高达 83%^[20]。

1995 年, Reshetnikov^[48] 从 Karachentsev 等人^[49] 发表的星系观测资料中, 选取了北半球天区满足角直径大于 $2'$ 、轴比 $a/b > 7$ 的 120 个星系, 发现其中至少有 50%~60% 旋涡星系光学盘的外区呈现有翘曲结构。他们还发现, 翘曲星系的观测频数与星系的形态类别并无显著的相关性, 但大质量、高光度星系的翘曲幅度较小。

为取得更大的侧向星系样本, Reshetnikov 和 Combes^[43] 从 Karachentsev 等人发表的 FGC 星系表^[50] 中, 选取了蓝波段角直径 $1' \sim 3'$, 以及 $0 \leq \alpha_{1950.0} \leq 14 \text{ h}$ 、 $\delta_{1950.0} \leq -17^\circ.5$ 天区内的 540 个星系 (其中 526 个星系的图像适合于翘曲盘探测) 作为样本进行了较为详细的统计分析, 样本星系的轴比 $a/b \geq 7$ 。结果发现有翘曲盘的星系约占 60%~70%, 其中 S 形翘曲 (33%) 比 U 形翘曲 (37%) 略少些。他们在进一步综合考虑 Sánchez-Saavedra 等人^[20] 和 Reshetnikov^[48] 的早期工作后, 得出在哈勃级 $T \geq 2$ (Sab 或更晚期) 的旋涡星系中, 呈现 S 形光学翘曲盘的星系约占 40%^[21,43]。此外, 他们也证实了翘曲盘的观测频数与星系的形态类别无关, 而大质量、高光度星系的翘曲幅度较小。

2002 年, Castro-Rodríguez 等人^[22] 根据他们设定的若干判据 (如形态类别为 $0 \leq T \leq 7$, 倾角 $i > 75^\circ$), 从他人已发表的资料^[20,25] 中选取了两份星系样本, 其中光学样本含 228 个

星系, 射电样本含 26 个星系, 并发现光学样本中有翘曲盘的星系有 168 个 (其中 L 形 7 个), 约占 74%, 射电样本中翘曲星系有 20 个 (其中 L 形 2 个), 约占 77%。两份样本合计 254 个星系, 有翘曲结构的为 188 个, 约占 74%, 其中 L 形 9 个, 占 4% 不到。此外, 他们还发现, 无论是光学样本还是射电样本, 平均翘曲角与星系的质光比无关, 且大质量星系的翘曲幅度较小, 与前人的结论相一致。

差不多同一时期, Sánchez-Saavedra 等人^[25]发表了南部天空 ($\delta_{2000} < 0^\circ$) 276 个侧向星系表, 哈勃级的范围为 $-2.5 < T < 7$ (因而包含了一些透镜星系), 且满足 $\lg r_{25} \geq 0.60$ 。表列数据表明, 在 250 个旋涡星系中呈现翘曲结构的计有 150 个, 占总数的 60%, 其中积分号形翘曲约占 52.8% (N 型 30%, S 型 22.8%), U 形翘曲占 4.2%, 而 L 形仅占 3%。另一方面, 26 个透镜星系都没有呈现翘曲结构; 即使把倾角判据放宽到 $\lg r_{25} \geq 0.57$, 使侧向透镜星系总数达到 38 个, 仍无一例呈现翘曲结构。

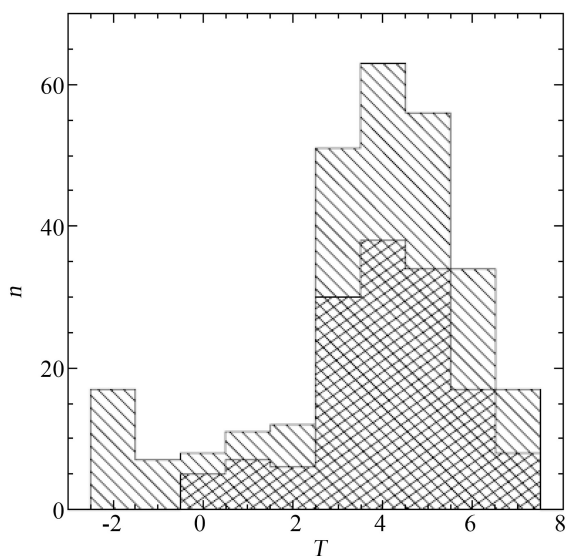


图 3 翘曲星系频数与哈勃级的关系^[25]
横坐标为 T 值, 纵坐标为星系个数

图 3 给出 Sánchez-Saavedra 等人^[25]侧向旋涡星系表中, 星系按形态的分布直方图, 其中单斜线表示全部样本星系, 而双斜线指其中的翘曲星系。不难看出, 样本星系中翘曲星系出现的频数与星系的形态类别无关, 大致都在 60% 上下。

2006 年, Ann 和 Park^[26]对旋涡星系的翘曲盘做了一项统计研究。在他们的样本中计有 325 个侧向星系, 选择判据为 $R_{25} > 30''$ 和轴比 $a/b > 9.5$ 。经统计后发现, 236 个星系有翘曲盘, 占样本星系总数的 73%; 其中 165 个为 S 形翘曲, 占 51%, 71 个为 U 形翘曲, 占 22%。上述统计数字与前人结果间一个很大的不同是, S 形翘曲的观测频数比 U 形翘曲高出一倍还多。对此, Ann 和 Park^[26]认为可以用样本星系的轴比选择判据不同来加以解释: 他们选取侧向星系的要求是 $a/b > 9.5$ (相当于倾角 $i > 84^\circ$ 或 $\lg r_{25} > 0.98$), 这要比前人的标准 $a/b \geq 7$ ^[43]、 $i > 75^\circ$ ^[22] 或 $\lg r_{25} \geq 0.60$ ^[25] 更高, 受投影效应的影响更小, 而这一效应对 U 形翘曲的影响比 S 形翘曲更为严重。另外, Ann 和 Park^[26]的工作表明, 不仅翘曲星系的观测频数与星系的形态类别无关, 而且翘曲盘的类型与星系形态亦无任何关系。

最近, Guijarro 等人^[28]首次在近红外波段上对近距星系的翘曲结构进行了研究, 发现 20 个侧向星系中 13 个有翘曲盘, 占样本星系总数的 65%。另外, 样本中 3 个透镜星系都没有呈现翘曲结构。

上述多项统计结果表明, 对于大部分旋涡星系来说, 外区的翘曲结构乃是一种相当普遍

的共有现象, 且翘曲盘的观测频数与星系形态无关, 而同为盘状星系的 S0 星系则未呈现翘曲结构。为什么翘曲星系出现频数与星系形态类别无关? 透镜星系因何未观测到翘曲结构? 是否缘自该类星系的外围几乎没有气体? 观测事实无疑对翘曲盘形成机制的理论研究提出了很强的观测约束。

3.2 翘曲星系的取向分布

在 Sánchez-Saavedra 等人^[19,20]发表的 2 份翘曲星系表中, 给出了由 POSS 底片所确定的侧向样本星系的位置角 P (P 由北向东计算)。他们发现 N 型翘曲 (19 个) 和 S 型翘曲 (23 个) 的数目颇为接近, 但 “S/N” 比值在赤经上并不呈均匀分布, 在 $\alpha = 11^{\text{h}}$ 附近 N 型翘曲星系有集群出现的倾向, 而无翘曲盘星系的观测频数之峰值出现在 $\alpha = 12^{\text{h}}$ 附近。不过, 他们对上述结果和样本星系位置角的取向分布未做进一步的讨论。

1999 年, Reshetnikov 和 Combes^[21]在他们所发现的 174 个 S 形翘曲星系中, 选取了翘曲幅度最大 (翘曲角 $\alpha \geq 3^{\circ}.5$) 的 60 个星系作为进一步研究的子样本。他们发现, 除银河系隐带所在天区外, 这些翘曲星系的投影空间分布和位置角分布相当均匀。不仅如此, S 形和 U 形翘曲星系的分布并无显著差异, 也没有发现任何明显的系统性取向效应 (可参见文献 [43] 中的图 3)。

3.3 翘曲与局域环境

为了探究星系翘曲结构的形成是否会受到局域环境的影响, Reshetnikov 和 Combes^[43]把他们的 526 个样本星系进而区分为 3 类: (1) 孤立星系, 其周围 5 倍光学像直径的天区内不存在 (角直径大于 $1/5$ 主星系的) 伴星系, 计有 133 个, 约占总数的 25.3%; (2) 非孤立星系, 在它周围有伴星系存在, 但并无明显相互作用迹象, 共有 360 个, 占 68.4%; (3) 相互作用星系, 有明显相互作用迹象的星系, 如可观测到星系尾、物质桥和包层之类的特异结构, 计有 33 个, 约占 6.3%, 后一数值与之前他人的估计结果差不多^[51,52]。

统计结果表明, 无翘曲盘的星系共有 146 个, 占总数的 27.8%; 呈现翘曲结构的星系 358 个 (其中 U 形翘曲 186 个), 占 68.0% (U 形为 35.2%); 另有 22 个星系情况不确定, 占 4.2%。另外, 为进一步分析翘曲结构与星系角直径的关系, 又把各类星系按不同角大小范围 $1'.0 \sim 1'.2$ 、 $1'.2 \sim 1'.7$ 和 $1'.7 \sim 3'.0$ 划为 3 组以资比较。

对上述样本的分类统计可以明确看出, 孤立星系中无翘曲盘星系的比例最高 (42%), 有翘曲盘的比例最低 (54%)。另一方面, 相互作用星系中无翘曲盘的比例最低 (12%), 有翘曲盘的比例最高 (81%)。非孤立星系的比例居于上述两者之间。不过就 U 形翘曲盘而言, 这 3 类星系的观测频数相差不大 (依次分别为 33%、36% 和 36%), 而 S 形翘曲盘的相应数字分别为 21%、36% 和 45%。由此可以得出的一个重要推论是, 在密度较高的环境中, S 形翘曲盘的观测频数也较高, 两者呈正相关, 而这一结论亦为对其中 60 个翘曲角 $\alpha \geq 3^{\circ}.5$ 的子样本之统计分析所证实^[21]。

2001 年, Schwarzkopf 和 Dettmar^[53]就星系相互作用对翘曲盘形成的影响做了一项统计分析。他们的样本共有 108 个星系, 其中 47 个是相互作用/并合星系, 61 个为非相互作用盘状星系, 形态类别为 $-1 \leq T \leq 9$, 85% 样本星系的倾角为 $i \geq 88^{\circ}$, 其余 15% 的星系有

$i \geq 85^\circ$ 。他们发现绝大多数 (93%) 的相互作用/并合星系呈现明显的翘曲结构, 而非相互作用星系来说这一比例仅为 45%。不仅如此, 平均来说相互作用/并合星系的翘曲幅度约为非相互作用星系的 2.5 倍, 分别为 340 pc 和 140 pc。尽管上述观测事实客观存在, 但人们仍不清楚能否用并合或相互作用过程来解释所有 (或至少是大部分) 翘曲结构。

3.4 翘曲角 (翘曲幅度)

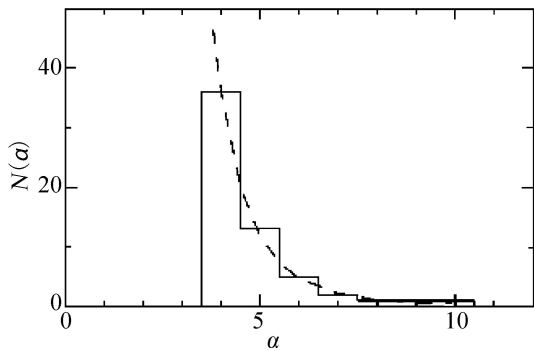


图 4 翘曲角的频数分布^[21]

在 Sánchez-Saavedra 等人^[20]1990 年发表的 42 个翘曲星系表中, 有 25 个样本星系给出了翘曲角 α , 平均值为 $7^\circ.4$, 但差异相当大, 取值范围为 $\alpha = 2^\circ \sim 16^\circ$ 。在 1995 年 Reshetnikov^[48] 的翘曲星系样本中, 翘曲角的典型值为 $\alpha = 4^\circ \sim 5^\circ$ 。1998 年, Reshetnikov 和 Combes^[43] 的大样本统计表明, 翘曲角 α 的峰值为 3° , 绝大多数位于 $2^\circ \sim 3^\circ$ 的范围内, 并发现当 $\alpha > 3^\circ$ 时频数 $N(\alpha)$ 大体上按 α^{-5} 很快减少; 翌年, 他们对该样本中最明晰的 60 个 S 形翘曲星系的分析也证实了这一结论^[21](参见图 4)。

对星系翘曲角较为细致的讨论始于 2002 年 Castro-Rodríguez 等人^[22] 的工作, 在他们的光学和射电资料中, 列出的是翘曲幅度而不是翘曲角。经统计分析后发现, 无论是光学翘曲还是射电翘曲, 平均翘曲幅度都与星系的质光比无关, 但与星系的质量呈弱的反相关。对后一点他们给出的解释是, 如果翘曲的生成起因于某种外部扭力矩 (如引力扭力矩、磁扭力矩或吸积扭力矩等) 的作用, 那么星系的质量越大星系盘的质量就越大, 于是迫使翘曲部分物质环向星系中面坍塌的反扭力矩也越大, 因而翘曲幅度就比较小。

翌年, Sánchez-Saavedra 等人^[25] 的工作不仅证实翘曲星系出现的频数与星系的形态类别无关, 且进一步确认翘曲角的大小 (无论是 α 角还是 β 角) 亦与星系形态无关, 与较早时期 Reshetnikov 和 Combes^[21] 的观点相一致。另外, 他们还发现中等程度翘曲盘的 α 和 β 显然是相关的, 不过当 β 非常大时 α 便保持为常数 (约为 14°)。由此可推知, 翘曲结构起端的中心距越大翘曲斜率也越大, 而这一现象如得以确认, 理论工作必须对之做出解释。

近期, Ann 和 Park^[26] 利用他们的 236 个翘曲星系样本对翘曲角做了更为深入的统计分析, 并得出了若干重要结果: (1) 证实翘曲角 α 和 β 的数值与星系的形态类别无关, 只是 β 的弥散度更大; 除内禀弥散度不同外, 这一差异也与 β 的测定误差要比 α 来得大有关。(2) 全样本翘曲角 (无论是 α 还是 β) 的频数分布与 S 形翘曲的频数分布相类似, 峰值分别为 $\alpha \approx 3^\circ$ 、 $\beta \approx 10^\circ$, 其中 S 形翘曲 α 的分布与 Reshetnikov 和 Combes^[21] 得出的结果非常类似。(3) 盘东西两侧翘曲角的频数分布对 S 形翘曲来说是类似的, 对 U 形翘曲则略有不同, 这可能由于 U 形翘曲个数少而使之有较大的统计不确定性。(4) S 形翘曲盘之 α 和 β 的平均值分别为 $\langle \alpha \rangle \approx 3^\circ.4$ 和 $\langle \beta \rangle \approx 12^\circ.2$, 而对 U 形翘曲盘的相应值为 $\langle \alpha \rangle \approx 3^\circ.1$ 和 $\langle \beta \rangle \approx 12^\circ.0$ 。(5) 就全样本而言, 如选取 α 测定值最为可靠 (指满足 α 测定值大于其 3 倍测

定误差) 的 104 个星系作为统计子样本, 则 α 和 β 之间存在弱相关性—— β 随 α 的增大而增大, 且对 S 形和 U 形翘曲并无显著差异, 不过在同样 α 值处 β 的弥散相当大。要是进一步从中挑选出有伴星系的翘曲星系, 那么上述相关性就要紧密得多 (参见文献 [26] 中的图 5), 这为探究翘曲盘的起源提供了某种有用的线索。(6) 对 S 形翘曲来说, 翘曲角 α 与星系质量间存在弱反相关, 即大质量星系的翘曲幅度略小些, 但对 U 形翘曲这种关系完全不存在。

3.5 翘曲半径

Briggs^[30] 早已注意到, 翘曲半径 R_w 通常处于 (R_{25}, R_{H_0}) 范围内。线半径 R_w 可以由观测得到的翘曲角半径和距离算得。2002 年, Reshetnikov 等人^[23] 用 9 个高红移光学翘曲盘的观测资料 (包括翘曲角半径和距离) 得出样本星系的平均翘曲半径为 $\bar{R}_w = (3.7 \pm 1.3)$ kpc, 其中 \bar{R}_w 值的不确定性主要缘自各别星系的 R_w 相差甚大, 而不是观测误差。不过, 因样本星系数太少而未作进一步的分析。事实上, 在发现河外星系翘曲结构以来的 30 多年内, 没有人对翘曲半径做过详细的统计研究。

2006 年, Ann 和 Park^[26] 利用具有最可靠 α 测定值的 104 个翘曲星系作为子样本, 首次对翘曲半径 R_w 的若干统计性质做了较深入的讨论。他们发现, 如果以 R_{25} 或 R_{opt} 为单位 (这里 R_{opt} 为星系的光学观测半径) 来量度, 那么样本星系的平均翘曲半径为 $\bar{R}_w = (0.9 \pm 0.3)R_{25}$ 或 $\bar{R}_w = (0.7 \pm 0.1)R_{opt}$, 这说明星系盘在 R_{25} 附近, 或者说在中心距约 $0.75R_{opt}$ 的地方开始呈现翘曲结构。在推算星系的距离时他们设定哈勃常数 $H_0 = 75 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$, 结果发现子样本星系的平均翘曲半径为 $\bar{R}_w = (14.4 \pm 10.6)$ kpc, 其中标准偏差之大说明星系翘曲半径有很大的内禀弥散度。

经进一步分析后 Ann 和 Park^[26] 还得到了以下统计结果:

(1) 对于哈勃级为 $T = 4 \sim 7$ 的星系, 无量纲量 $r_w = R_w/R_{opt}$ (称为分数翘曲半径或相对翘曲半径) 近乎保持不变, 即与星系形态无关。与之相反, 翘曲半径 R_w 则随 T 的增大而呈减小的趋势, 原因也许是星系的半径与形态有关。对那些 $T > 7$ 的晚型星系, 分数翘曲半径 r_w 的变化趋势是随 T 的增大而增大, 但翘曲半径 R_w 几乎保持为常数。这说明对于晚型子样本星系, 星系盘翘曲起端的中心距比较大, 因为在 $T = 3 \sim 10$ 的范围内 R_{25} 始终保持随 T 的增大而减小。

(2) r_w 与 α 存在某种程度的反相关性, 对那些有伴星系 (因而存在明显潮汐相互作用) 的翘曲星系这种反相关性更为紧密。这表明, 翘曲幅度较大的星系, 翘曲结构起端的中心距比较小。事实上, 星系盘抵制翘曲结构形成的阻力随中心距的减小而增大, 因而为能在较小的中心距处使盘弯曲便需要更强的翘曲作用力。另外, 对于确定的 α 值, r_w 的变动范围相当大; 但如果只考虑有伴星系的翘曲星系, 那么 r_w 的变动范围就相当窄。

(3) 从全部子样本星系来看, r_w 与 β 之间不存在任何相关性。但是, 如果把它们分为有伴星系和无伴星系两类来讨论, 情况便截然不同。对于那些有伴星系的翘曲盘, r_w 与 β 之间存在某种反相关性, 而对未知有伴星系的翘曲盘来说, 两者之间却呈某种正相关性。作者对上述正、反相关性给出了一定的解释, 并进而指出如果 r_w 与 β 之间的反相关性能通过更多的实测结果得以证实, 那么有可能据此按驱动机制对翘曲星系进行恰当的分类。

3.6 不对称度

对大部分翘曲盘结构来说,无论翘曲角还是翘曲半径,都表现出有一定程度的两侧不对称性,人们就此做了不少的讨论,其中主要是对翘曲角不对称性的统计研究。

2002年, García-Ruiz 等人^[24]提出,利用公式(5)确定的不对称度 A'_α 的简单形式来定量表述星系盘东西两侧翘曲结构的不对称性程度。他们在26个侧向星系中发现20个有HI翘曲盘,并认为对其中13个有明晰两侧翘曲的星系来说,不对称度 A'_α 与(两侧)平均翘曲角 α 呈正相关,即 α 越大 A'_α 也越大。不过,事实上这种相关性的弥散相当大,而且样本星系系数也太少(参见文献[24]中的图5)。

翌年, Castro-Rodríguez 等人^[22]改用公式(4)计算无量纲不对称度 A_α 。他们的统计工作表明,无论从光学资料还是从射电资料都可看出, A_α 值的大小与星系的总质量或半径之间不存在任何相关性,并由此认为翘曲不对称度的主要起因来自外部(如伴星系、物质吸积、星系际磁场等),而与星系自身的大小无关。另一方面,由光学资料确定的不对称度 A_α 与星系的质光比以及盘星族的光度呈一定程度的反相关——质光比越大不对称度越小,不过在质光比的低端 A_α 值弥散度相当大;对射电资料,并无此类反相关性存在。他们还发现,星系盘的翘曲幅度越大,其翘曲不对称度就越小,两者呈反相关。Castro-Rodríguez 等人^[22]指出,星系盘的不对称翘曲结构可以用幅度不等的S形翘曲和U形翘曲之叠加来解释,甚至可以解释不对称度最大($A_\alpha = 1$)的L形翘曲。

继上述工作之后不久, Sánchez-Saavedra 等人^[25]对150个翘曲星系的统计结果表明,不仅翘曲盘的观测频数和幅度与星系的形态类别无关,而且它们的不对称度 A_α 看来也与星系形态无关。

近期 Ann 和 Park^[26]利用上述104个光学翘曲子样本,就不对称度 A'_α 的统计性质进行了讨论,并证实了 García-Ruiz 等人^[24]由射电资料得出的结果——翘曲不对称度 A'_α 与翘曲幅度 α 呈正相关,对于有伴星系的翘曲星系,这种相关关系更紧密。另外还发现,对那些有潮汐相互作用的星系来说, A'_α 与分数翘曲半径 $r_w = R_w/R_{opt}$ 存在弱反相关性。

最近, Saha 等人^[46]由 Spitzer 望远镜获得的24个侧向旋涡星系观测资料,发现14个有翘曲结构,并估计了其中10个星系翘曲盘的翘曲半径及其不对称指数 A_{on} 和流量不对称度 A_F (见本文2.3节)。他们发现两侧翘曲半径不对称现象普遍存在, $|A_{on}| = 0.012 \sim 0.071$,且星系盘的标长越短,翘曲半径的不对称程度越显著。另外,对大部分样本星系来说 A_{on} 与 A_F 呈反相关,并由此推测这可能起因于暗物质晕的不对称分布。不过,鉴于样本太小,上述观测现象显然谈不上是结论性证据。

根据上述多方面的统计研究可以得出以下主要结论:

(1) 旋涡星系普遍存在翘曲结构,观测频数可高达60%左右甚至更高;尽管不同样本得出的数值有所差异,但都表明观测频数与星系形态类别无关。

(2) 几乎所有相互作用星系都呈现明显的翘曲结构,翘曲幅度也最高,可见环境会影响到翘曲结构的形成。

(3) 翘曲角大小分布的峰值为 $\alpha \approx 3^\circ$,具体情况与星系形态无关。

(4) 翘曲角半径通常处于 (R_{25}, R_{H_0}) 范围内, 线半径的弥散度相当大。

(5) 大部分翘曲盘都表现出某种程度的不对称性, 其程度与星系形态无关; 盘的翘曲幅度越大, 翘曲不对称度越小。

4 翘曲盘的可能形成机制

星系盘物质 (包括恒星和气体) 绕着盘的转轴旋转, 鉴于外区翘曲部分物质的转动轨道对盘中面稍有倾斜轨道便会出现进动, 而且取较差进动形式, 这使得翘曲盘会很快变平并演变成波状结构盘^[43], 而翘曲盘的寿命应该远小于哈勃时标^[23]。另一方面, 旋涡星系外区普遍呈现翘曲结构已是一个不争的事实, 由此可知翘曲盘应该能维持长期存在, 或者尽管是一种暂现现象, 但却能因某种机制而重复激发形成, 两者必居其一, 任何成功的理论研究必须对之做出合理解释。人们为此做了许多工作, 在实测的基础上提出了若干种翘曲结构的可能形成机制, 如星系与其伴星系或近邻星系的潮汐相互作用, 星系际介质的内落和吸积, 盘与外围暗晕的角动量错向, 星系际磁场的影响等。

4.1 与近邻星系的潮汐相互作用

最早考虑翘曲结构可能起源于星系间引力相互作用的是 Kerr^[2], 不过当时他已意识到所需的潮汐力之大令人无法接受。嗣后, 肯定 (包括修正) 或否定这一形成机制的两种观点时有出现^[55-58]。例如 1998 年 Weinberg^[55] 在讨论银盘翘曲结构时指出, 因伴星系的作用银晕内会出现涡流区, 由此产生的扭力矩能使伴星系的引力潮效应得以放大并形成翘曲盘。2002 年 Castro-Rodríguez 等人^[22] 提出, 这类机制也许适用于某些河外星系, 但并不适合银河系。

1998 年, Reshetnikov 和 Combes^[43] 尝试用统计方法来探究近翘曲结构的引力相互作用形成机制。他们发现孤立星系中有翘曲盘的比例为 54%, 有伴星系者的相应比例为 72%, 而在相互作用星系中则高达 81%, 这一差异在 S 形翘曲盘中最为显著, 且对其中大翘曲角的子样本同样成立^[21]。他们认为, 在星系密度较高的环境中翘曲盘的观测频数也较高, 说明星系间的潮汐相互作用对翘曲结构的形成或者幅度的增大起着相当大的作用, 尽管具体的作用过程尚不十分清楚。上述结论亦为之后的工作所证实^[53]。另一个结论是, 鉴于半数以上孤立星系亦存在翘曲盘, 潮汐相互作用显然并不是翘曲盘的唯一形成机制。差不多同一时期 García-Ruiz 等人^[24] 的工作指出, 在高密度环境中不仅翘曲的幅度较大, 且翘曲盘的不对称性也越显著; 而 Schwarzkopf 和 Dettmar^[53] 则认为, 那些幅度最大的翘曲结构应起因于潮汐摄动。但是, García-Ruiz 等人^[24] 的工作还表明, 如不考虑翘曲幅度的大小, 那么与高密度环境相比, 低密度环境中翘曲盘的总观测频数更高, 而这就无法用潮汐相互作用来解释。

Reshetnikov 等人^[23] 认为, 如果与涉及伴星系的两种机制 (潮汐摄动和物质吸积) 是形成翘曲结构的主要驱动源, 那么很可能出现这样的情况: 早期翘曲盘的翘曲幅度应该比现在的更大, 而且频数也更高。他们利用 HDF(哈勃深场)45 个侧向星系的观测资料, 对高红移 (早期, $z \approx 1$) 星系和局域 ($z \approx 0$) 星系的光学翘曲盘完成了一项统计比较研究。结果发现, 高红移翘曲盘的观测频数确实非常高, 甚至所有此类星系都可能存在翘曲结构, 而且幅度要比局

域翘曲盘大。他们同时还发现, 样本高红移星系的平均轴比 $\langle a/b \rangle$ 明显要比局域星系小, 这一观测事实也许同样可以用早期较为频繁的星系间相互作用使盘增厚来加以解释。

4.2 星系际介质的内落和吸积

星系有可能持续吸积具有倾斜角动量的星系际气体, 这些气体可以直接落入星系盘, 或者落入暗物质晕并进而影响到盘的结构, 只要有足够的时间, 两种方式都有可以形成翘曲盘, 并使之得以长期维持。

早在 1989 年 Ostriker 和 Binney^[59] 就已从理论上提出, 星系对外部物质的吸积可以使盘在外区形成翘曲结构。1999 年, Jiang 和 Binney^[60] 的数值模拟工作表明, 物质内落会使星系晕外区的取向每 10 亿年改变若干度, 而位于晕内部的自引力盘便能发展成某种积分号形的翘曲结构, 且翘曲幅度与实测结果相一致。在他们的模型中, 要求有一个很大质量的晕和非常高的吸积率 (在 9 亿年时间内能吸积 3 倍盘质量的物质)。不久, Revaz 和 Pfenniger^[61] 的 N 体模拟结果指出, 即使不存在星系晕, 物质吸积过程亦能在 20 亿年中使星系盘形成翘曲结构, 中心距 $R = 30$ kpc 处的最大翘曲幅度可达 $z_w \approx 10$ kpc。一旦吸积过程结束, 再过 5 亿年翘曲盘便会回复成平盘。

2002 年, López-Corredoira 等人^[62] 在讨论银河系外区结构时采用了星系际介质向盘内落和吸积的翘曲形成机制, 并指出如介质中重子物质平均密度达到 $10^{-25} \text{ kg}\cdot\text{m}^{-3}$ 左右, 物质内落速度约为 $100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 就可以产生翘曲盘, 相应的物质内落速率约为 $1 M_{\odot} \cdot \text{a}^{-1}$, 而这种低密度净物质流假设具有物理学上的合理性。

为了解释低密度环境中翘曲盘的总观测频数为什么会比高密度环境中的高^[24], Sánchez-Salcedo^[63] 在前人工作^[64] 的基础上, 于 2004 年提出了翘曲盘的所谓“星系际风形成机制”。本质上这亦应属内落-吸积机制之列, 但不同的是 Sánchez-Salcedo 试图用稀薄星系际气体对盘的随机压力 (而不是具有倾斜角动量的星系际气体) 来说明场星系翘曲结构的形成, 并对这种星系际物质流必须满足的条件做了较深入的讨论。不过, 人们对这一机制似乎并未给予重视, 甚至 Sánchez-Salcedo^[65] 本人在两年后的另一项工作中亦对之产生质疑。

2008 年, van der Kruit^[66] 在讨论星系盘结构的截断 (truncation) 与翘曲现象之间的关系时提出, 对一个星系来说, 内区的平盘和外区的翘曲结构是先后两个不同的形成过程: 内盘先形成, 并像刚体那样保持非常平的结构; HI 翘曲盘的形成是后期星系际气体内落的结果, 而气体的角动量与盘有着不同的取向。同年 López-Corredoira 等人^[67] 再次强调, 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, 能很好解释银盘外区的扇贝形结构和 G 矮星问题。同时又指出这一机制可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星系。

4.3 盘与晕的角动量错向

通常认为星系盘的周围存在大质量暗物质晕。如椭球形暗晕的主轴与星系盘转轴的取向不一致, 那么因晕物质与盘物质间的动力学摩擦 (能量和角动量的互相转移), 星系盘外区就有可能形成翘曲结构。翘曲盘的这一动力学形成机制被称为角动量错向 (angular momentum misalignment)。Binney^[68] 于 1978 年首先指出, 三轴椭球形暗晕有可能不断激发翘曲结构并

使之长期存在, 从而引起人们的广泛关注和讨论^[69-71]。如 Petrou^[69] 认为只要外部暗晕的密度分布趋于扁平态, 翘曲结构就不会很快因缠卷效应而消退, 而 Toomre^[70] 对之给以谨慎的肯定。

1988 年, Sparke 和 Casertano^[72] 指出这种机制无需要求暗晕为非轴对称的三轴椭球, 扁形旋转椭球形暗晕也许更有利于翘曲盘的形成, 且能长期维持。他们甚至认为, 如果这一模型得以确认, 那么所观测到的翘曲结构也许有可能用来探究暗物质的分布。不过, 后来 Nelson 和 Tremaine^[73] 的工作表明, 在大多数情况中晕和盘之间的强动力学摩擦会使翘曲结构受到抑制。尽管如此, 在满足少数特定条件下, 如晕的转动方向与翘曲结构的进动方向相同, 或者翘曲盘位于轴对称椭长形晕的中面上时, 这种情况确能对翘曲起到激发作用。

1999 年 Debattista 和 Sellwood^[74] 的数值模拟工作表明, 即使不太扁的轴对称椭球形暗晕, 角动量错向机制亦能导致翘曲盘的形成, 且因为不存在缠卷问题而能得以长期维持。他们认为, 角动量错向是等级式星系形成模型的预期结果, 可以用来解释翘曲星系的观测频数为什么如此之高, 以及 HI 盘翘曲结构更为明显的原因。

21 世纪初, 一些人对翘曲盘的角动量错向机制提出了质疑^[22,23]。如 2002 年 Castro-Rodríguez 等人^[22] 指出, 如果这一机制成立, 那么翘曲幅度与由自转曲线推知的星系质光比之间应该存在某种相关性。然而, 统计结果却没有发现这种相关性 (参见文献 [22] 中的图 2(a) 以及本文 3.1 节和 3.4 节), 因而认为如不能对此做出合理解释, 这一机制便应予以抛弃。然而, 2006 年 Shen 和 Sellwood^[75] 在 Jiang 和 Binney^[60]1999 年工作基础上所做的 N 体模拟研究却发现, 暗晕与盘的角动量错向也许是导致星系盘外区翘曲并能得以长期维持的最可能机制。显然, 不同的观点依然存在。最近, Dubinski 和 Chakrabarty^[76] 的理论工作和 Roškar 等人^[77] 的流体动力学模拟结果, 都肯定了角动量错向机制的有效作用, 其中后者所考虑的是热气体晕而不是暗晕。

4.4 星系际磁场

显然, 要是大范围内众多不同侧向星系翘曲盘的取向表现出某种系统性的分布趋势, 那么上述 3 种翘曲盘形成理论便无法对之做出合理解释, 尽管它们可以用来说明各别星系翘曲结构的成因, 但总体来看这些星系的翘曲盘取向应该呈随机分布, 而 Battaner 等人^[78] 正是从这一点出发, 于 1990 年提出了翘曲盘的星系际磁场诱发机制。他们的理论工作表明, 为使星系际磁场能更有效地诱发翘曲盘的形成, 磁场方向与银道面的交角必须约为 45° , 星系际介质中的磁场强度应在 10^{-8} T 左右 (以偏大更为有利)。

Battaner 等人^[78] 以前人 (1985 年或更早) 所发表的全部翘曲星系为分析用样本 (共 18 个, 包括 M31 和 M33, 光学翘曲和射电翘曲各半), 其中许多是场星系, 距离不超过 20 Mpc。根据磁场诱发机制的计算结果表明, 尽管样本星系的位置角呈随机分布, 但由不同翘曲盘所确定的磁场方向在取向上表现出明显的规律性, 且这种颇为均匀的星系际磁场也可以用来解释 M31、M33 和银河系的翘曲结构。1991 年, Battaner 等人^[45] 利用 100 Mpc 范围内 39 个翘曲星系的实测资料, 经分析后证实了他们在一年前提出的翘曲盘磁场形成机制。

之后的近 20 年中, 似乎再无人就翘曲盘形成的星系际磁场机制进行深入的探讨, 在

一些相关研究中甚至没有提及 Battaner 等人的上述工作, 或者对之提出质疑。如 Sánchez-Salcedo^[65] 认为, 翘曲盘磁场形成机制一个明显的缺陷是, 在不足 2 ~ 3 倍星系自转周期的时间内, 翘曲结构便会因缠卷而转变成某种旋涡结构, 故它们不可能长期存在。不过, 最近 Guijarro 等人^[28] 对磁场机制仍给予肯定, 但他们只是从定性上作了若干解释。星系际磁场诱发机制不为人们看好的一个重要原因可能是磁场的作用只影响气体, 而不会直接影响到恒星, 而这就无法解释在同一星系内恒星盘和气体盘具有类似翘曲结构的观测事实。

正如不久前 Christlein 和 Bland-Hawthorn^[79] 提到的那样, 关于翘曲结构的形成机制恐怕至今尚未达成共识。看来, 如 Sánchez-Salcedo^[63] 所指出, 翘曲盘的起源机制可能因星系而异。不仅如此, 也许对某个具体的星系来说, 翘曲盘的形成可能不止一种机制在起作用。

5 总 结

星系外盘翘曲结构的研究涉及星系结构和动力学演化, 无疑具有重要的天体物理意义。50 多年来这方面的实测和理论工作已取得不俗的进展, 特别是获得了一批有用的翘曲星系样本, 以及对形成机制的讨论渐趋深入。另一方面, 鉴于问题的复杂性 (如涉及星系的形态、环境、红移, 与暗晕以至星系际介质的相互作用等), 以及观测资料的多样性 (射电、光学、红外等), 一些难点至今尚未取得共识, 或者还没有得出明确的结论。不过可以预期, 相关研究必将继续受到人们的重视, 其中包括会取得更大的观测样本 (如目前高红移翘曲星系样本太少), 以及更为全面地理解各类翘曲结构可能的形成机制。

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] Miyamoto M, Yoshizawa M, Suzuki S. A&A, 1988, 194: 107
- [5] Reed B C. AJ, 1996, 111: 804
- [6] Freudenreich H T, Berriman G B, Dwek E, et al. ApJ, 1994, 429: L69
- [7] Marshall D J, Robin A C, Reyré C, et al. A&A, 2006, 453: 635
- [8] Gordon K J. ApJ, 1971, 169: 235
- [9] Lewis B M. PASA, 1968, 1: 104
- [10] Sancisi R. A&A, 1976, 53: 159
- [11] Arp H. ApJS, 1966, 14: 1
- [12] Roberts M S. ApJ, 1966, 144: 639
- [13] Roberts M S, Whitehurst R N. ApJ, 1975, 201: 325
- [14] Newton K, Emerson D T. MNRAS, 1977, 181: 573
- [15] Sancisi R. A&A, 1976, 53: 159
- [16] Rogstad D H, Wright M CH, Lockhart I A. ApJ, 1976, 204: 703
- [17] Baldwin J E. IAUS, 1978, 77: 191

- [18] Innanen K A, Kamper K W, Papp K A, et al. *ApJ*, 1982, 254: 515
- [19] Sánchez-Saavedra M L, Battaner E, Florido E. *ApSS*, 1990, 171: 239
- [20] Sánchez-Saavedra M L, Battaner E, Florido E. *MNRAS*, 1990, 246: 458
- [21] Reshetnikov V, Combes F. *A&AS*, 1999, 138: 101
- [22] Castro-Rodríguez N, López-Corredoira M, Sánchez-Saavedra M L, et al. *A&A*, 2002, 391: 519
- [23] Reshetnikov V, Battaner E, Combes F, et al. *A&A*, 2002, 382: 513
- [24] García-Ruiz I, Sancisi R, Kuijken K. *A&A*, 2002, 394: 769
- [25] Sánchez-Saavedra M L, Battaner E, Guijarro A, et al. *A&A*, 2003, 399: 457
- [26] Ann H B, Park J C. *New Astronomy*, 2006, 11: 293
- [27] Henderson A P. *IAUS*, 1979, 84: 493
- [28] Guijarro A, Peletier R F, Battaner E, et al. *A&A*, 2010, 519: A53
- [29] Rogstad D H, Lockhart I A, Wright M C H. *ApJ*, 1974, 193: 309
- [30] Briggs F H. *ApJ*, 1990, 352: 15
- [31] Schwarz U J. *A&A*, 1985, 142: 273
- [32] de Vaucouleurs G, de Vaucouleurs A, Corwin H G Jr. *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies*, Austin: University of Texas Press, 1976: 2
- [33] Kuijken K, García-Ruiz I. *ASPC*, 2001, 230: 401
- [34] Binney J, Tremaine S. *Galactic Dynamics*, New Jersey: Princeton University Press, 1987: 21
- [35] Henderson A P. *IAUS*, 1979, 84: 493
- [36] Henderson A P, Jackson P D, Kerr F J. *ApJ*, 1982, 263: 116
- [37] Spicker J, Feitzinger J V. *A&A*, 1986, 163: 43
- [38] Florido E, Battaner E, Prieto M, et al. *MNRAS*, 1991, 251: 193
- [39] Comerón S, Knapen J H, Sheth K, et al. *ApJ*, 2011, 729: 18
- [40] Florido E, Battaner E, Gros A. *ApSS*, 1992, 190: 293
- [41] Matthews L D, Uson J M. *ApJ*, 2008, 688: 237
- [42] Levine E S, Blitz L, Heiles C. *ApJ*, 2006, 643: 881
- [43] Reshetnikov V, Combes F. *A&A*, 1998, 337: 9
- [44] Florido E, Prieto M, Battaner E, et al. *A&A*, 1991, 242:301
- [45] Battaner E, Garrido J L, Sánchez-Saavedra M L, et al. *A&A*, 1991, 251:402
- [46] Saha K, de Jong R, Holwerda B. *MNRAS*, 2009, 396:409
- [47] Bosma A, Athanassoula E. *Dynamics and Interaction of galaxies*, Berlin: Springer-Verlag, 1990
- [48] Reshetnikov V. *A&A*, 1995, 8: 31
- [49] Karachentsev I D, Georgiev Ts B, Kajsın S S, et al. *A&A*, 1992, 2: 265
- [50] Karachentsev I D, Karachentsev V E, Parnovsky S L. *Astron. Nachr.* 1993, 314: 97
- [51] Arp H, Madore B F. *QJRAS*, 1977, 18: 234
- [52] Dostal V A. *Astron. Zh.* 1979, 56: 247
- [53] Schwarzkopf U, Dettmar R J. *A&A*, 2001, 373: 402
- [54] Hunter C, Toomre A. *ApJ*, 1969, 155: 747
- [55] Weinberg M D. *MNRAS*, 1998, 299: 499
- [56] Tsuchiya T. *NewA*, 2002, 7: 293
- [57] García-Ruiz I, Kuijken K, Dubinski J. *MNRAS*, 2002, 337: 459
- [58] Weinberg M D, Blitz L. *ApJ*, 2006, 641: L33
- [59] Ostriker EC, Binney J. *MNRAS*, 1989, 237:785
- [60] Jiang L G, Binney J. *MNRAS*, 1999, 303: L7
- [61] Revaz Y, Pfenniger D. *ASPC*, 2001, 240: 278
- [62] López-Corredoira M, Betancort-Rijo J, Beckman J E. *A&A*, 2002, 386: 169
- [63] Sánchez-Salcedo F J. *JKAS*, 2004, 37: 205
- [64] Kahn F D, Woltjer L. *ApJ*, 1959, 130: 705
- [65] Sánchez-Salcedo FJ. *MNRAS*, 2006, 365: 555

- [66] van der Kruit P C. ASPC, 2008, 396:173
- [67] López-Corredoira M, Betancort-Rijo J, Bekman J E. ASPC, 2008, 390: 359
- [68] Binney J. MNRAS, 1978, 183: 779
- [69] Petrou M. MNRAS, 1980, 191: 767
- [70] Toomre A. IAUS, 1983, 100: 177
- [71] Sparke L S. ApJ, 1984, 280: 117
- [72] Sparke L S, Casertano S. MNRAS, 1988, 234: 873
- [73] Nelson R W, Tremaine S. MNRAS, 1995, 275: 897
- [74] Debattista V P, Sellwood J A. ApJ, 1999, 513: L107
- [75] Shen J, Sellwood J A. MNRAS, 2006, 370: 2
- [76] Dubinski J, Chakrabarty D. ApJ, 2009, 703: 2068
- [77] Roškar R, Debattista V P, Brooks A M, et al. MNRAS, 2010, 408: 783
- [78] Battaner E, Florido E, Sánchez-Saavedra M L. A&A, 1990, 236: 1
- [79] Christlein D, Bland-Hawthorn J. IAUS, 2009, 254: 283

Warped Discs of External Galaxies and their Statistical Studies

ZHAO Jun-liang

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

Abstract: It has been known from both radio and optical measurements that the disk warps in the outer regions of spiral galaxies are a very common phenomenon, the feature of which can be described by some parameters, such as warp radius, warp angle, warp amplitude, warp asymmetry etc. During the past two decades, various shapes of warped disks have been found, including S-shaped (or integral sign shaped) , U-shaped and L-shaped warps, among which U means that the two warps are not asymmetric with respect to the galactic center, and L means that only one of the two sides of the galaxy is warped.

Since the end of the 20 century, catalogues of warps in spirals identified from edge-on galaxies have been published, some of which provide a lot of information on structure parameters of warped disks of more than 500 galaxies. On the basis of these data many statistical analysis and discussions on warped disks have been made in order to investigate the observational frequencies of warps with different types and different environment, and to find possible intrinsic relationships among the warp parameters, which could provide some useful diagnostic indicators of the origin of warps.

Generally speaking, observational frequencies of warped galaxies found from both radio and optical measurements are up to 60%–70% or even higher for all the warp samples presently available. This observational fact shows that the warped disk is a permanent

structure, or a transient phenomenon but excited frequently. In a statistical study it was found that the relative fraction of warps among galaxies without nearby companions is the lowest, the fraction in interacting systems is the highest, and galaxies with close companions but without obvious signs of interaction are intermediate between the above two subgroups. Furthermore, the frequency and the shape of warps seem to be independent of galaxy morphology. Many warps are asymmetric, as they show up in only one side of the disk or exhibit large differences in the two sides of the galaxy.

So far as the warp parameters are concerned, it is found by some authors that warp angles, the warp radii and the warp asymmetries don't depend on galaxy morphology. A quite tight anticorrelation is observed between warp radius and warp amplitude, and a positive correlation is found between warp amplitude and warp asymmetry. An another interesting statistical result is that asymmetries are more pronounced in rich environments with denser galaxy distribution.

A number of the formation mechanisms have been proposed by different authors to explain the origin of warp disks: interaction with nearby companions or satellites, intergalactic medium infall into the dark matter halo or directly into the disk, non-spherical dark halo misaligned with the disk, and intergalactic magnetic fields. It cannot be ruled out that warps may be originated by different mechanisms from galaxy to galaxy, and even perhaps more than one mechanism may play different roles in the formation of a warp.

Key words: galaxy; galactic disc; warp; statistics