

文章编号: 1000-8349(2006)04-0319-16

M51 的观测研究进展

陈 竹¹, WILLIAMS Peter²

(1. 中国科学院 上海天文台, 上海 200030; 2. 上海师范大学 天体物理中心, 上海 200234)

摘要: M51 系统包含巨旋涡星系 M51 和相对较大且较近的伴星系 NGC 5195。M51 离银河系较近, 由尘埃消光带来的观测不确定性也就不十分显著, 从而可以得到较详细的星系结构。自 M51 被发现至今, 从射电波段到 X 射线波段都已获得了丰富的观测资料。主要介绍了 M51 的多波段观测成果和数值模拟研究, 并概述了其伴星系 NGC 5195 的观测。

关键词: 天体物理学; M51; 综述; NGC 5195; 观测; 数值模拟

中图分类号: P157 **文献标识码:** A

1 引 言

M51(NGC 5194) 是由梅西耶 1773 年在猎犬座发现的, 1845 年罗德罗斯 (LordRosse) 证认其旋涡结构, 它是最早被分辨出具有旋涡结构的星系。M51 在哈勃分类中是一个 Sbc 型星系^[1], 它到我们的距离由于不同观测者的定标方法不一样, 给出了不同的值: 7.6 Mpc^[2]、8.7 Mpc^[3]、9.6 Mpc^[4]。出于对定标方法准确性的考虑, 现在的研究者大多取 9.6 Mpc 为标准。M51 是巨型旋涡星系, 旋涡结构十分明显且有两条对称性很高的旋臂, 在中心区域和旋臂上有许多明亮的恒星形成区。它有一个伴星系 NGC 5195 (也有人称其为 M51b), 其位置在 M51 的北偏东方向, 到 M51 的中心的投影距离为 15.5 kpc^[5], 有一个类似桥状的结构将这两个星系的旋臂连接起来, 表明它们在此前曾发生过相互作用。本文主要对 M51 的多波段观测成果及研究进展作一综合性概述, 并简单介绍对其伴星系的观测成果, 以期对进一步研究星系间的相互作用和数值模拟工作有所帮助。

2 M51 的多波段观测成果

星系的演化是由恒星、气体和尘埃在引力作用下的相互平衡来维持的。每一个组分都要吸收、发射或再发射一定波长的谱线, 因此光谱中每个带宽都由与特定现象相联系的组分起主导作用。为了深入了解星系的结构与演化, 就必须对不同波长的电磁波谱进行综合研究。

收稿日期: 2005-05-30; 修回日期: 2006-04-06

随着望远镜探测本领的增强和许多空间设备的建立,使多波段观测成为可能,多波段综合研究的方法也随之产生。由于 M51 具备许多有利的观测条件,在从射电、红外到 X 射线等波段上都对它进行过全面的观测和研究^[6],图 1 给出了不同波段 M51 的图像,下面将对 M51 各个波段的观测结果分别进行阐述。

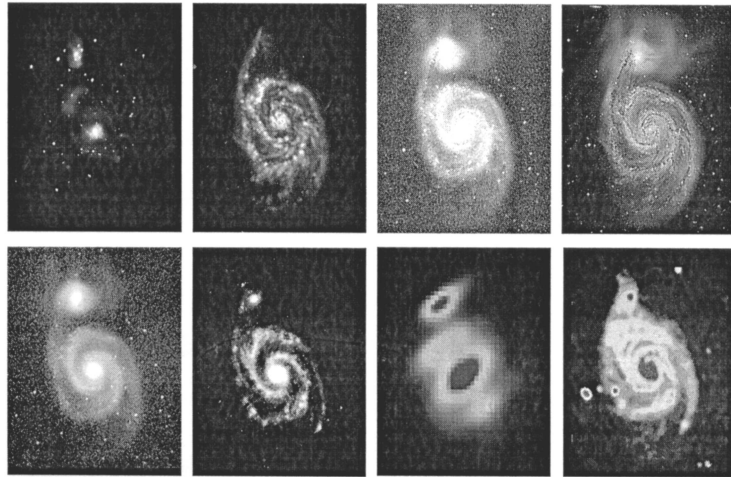


图 1 M51 多波段观测图像^[7]

图中上排从左至右依次为: Chandra X 射线图像、GALEX (Galaxy Evolution Explorer) 紫外图像、DSS (Digitized Sky Survey) 长时间曝光 (10 min) 光学图像、TIE (Telescopes in Education) 计划中的短时间曝光 (不到 10 min) 光学图像;下排依次为 2 MASS 近红外图像 ISO(infrared Space Observatory)、中红外图像 IRAS 远红外图像和 VLA 射电图像。

图像的尺寸均为 $11' \times 13'.5$ ($1' \approx 2.8$ kpc)

2.1 射电观测

2.1.1 HI 的观测与性质

中性氢是星际介质中一个非常重要的组分,中性相的氢和分子氢一般占到星际介质的 95% 以上。中性氢大部分在 HI 区中,对基电子态 ($n = 1$) 的两个超精细结构能级间的辐射跃迁产生的氢原子 21 cm 谱线的测定,可使我们获得有关 HI 区分布的大量信息。

M51 中的 HI 在 8 kpc 以内总质量为 $2.5 \times 10^9 M_{\odot}$, 在中心区域偏东 $2''$ ($1'' \approx 47$ pc) 处 HI 发射强度最大,这说明 M51 的 HI 分布东边比西边要延展很多, HI 在中心区域比较少,但总分布是星系各种发光组分中最延展的, M51 与其伴星系 HI 的总延展范围达到 140 kpc, 是系统 Holmberg 光学尺度的 3.5 倍,但其伴星系中 HI 的发射只占极少部分^[8]。分子氢 (H_2) 的分布与 HI 有很大不同, M51 中分子氢集中于距中心约 3 kpc 范围内,大于 5 kpc 几乎没有分子氢存在^[9], 因此我们可以通过对 HI 区的研究获得 M51 许多大尺度上的动力学信息。

M51 的一个显著特点是有一条很长的 HI 尾巴^[10], 它从西南弯曲近 180° , 延伸到东北方向, 投影长度约为 90 kpc, 质量约为 $5 \times 10^8 M_{\odot}$, 且仅有西边的部分有一较弱的光学对应体, 其余部分均观测不到光学对应体。观测表明这条尾巴似乎包围着星系盘, 而不是与旋臂相联系, 这可能和 M51 与伴星系的相互作用有关。另一个特点是在盘靠近中心的区域 ($R < 5.6$ kpc)

中盘的运动学长轴与短轴并不垂直, 这种情况经常发生在相互作用的星系中。

2.1.2 CO 的射电观测与分子气体性质

从 1975 年 Rickard 等人^[11] 研究星系分子气体的性质开始, 天文学家们对旋涡星系中的分子气体作了大量的观测研究。他们主要是通过对分子气体中不同异核分子的转动谱线的分析来了解分子气体及其所反映的星系的性质, 这些分子谱线包括 CO、HCN、HCO⁺、CS, 其中 CO 分子的谱线是最重要的。CO 分子一般分布在整个旋涡星系的气体盘上, 可以反映整个星系的分子气体分布, 在晚型星系靠近中心区域, 中性的原子气体稀少且不易观测, CO 气体成为主要的示踪气体, 因此 CO 气体是我们了解恒星和分子云形成机制及旋涡结构动力学性质的有效手段。由于 M51 足够近, 其旋涡结构又几乎正对我们, 可以分辨出其旋臂结构, 且有较强的 CO 发射, 因此非常适合于研究上述问题。从 1981 年 Rickard 和 Palmer^[12] 对 M51 进行 CO 观测以来, 天文学家们已经用单天线射电望远镜和射电干涉仪对 M51 的 CO 发射线做过许多观测和研究工作。

CO 的观测表明 M51 是一个分子气体含量相当高的旋涡星系, 在 $R \leq 10$ kpc 的范围内有 75% 的气体以分子形式存在^[13]。大部分的 CO 气体分布在一个标长为 4 kpc 的指数盘上, 由此可知分子气体密度在盘上也是呈指数分布的, 由 CO 气体的积分强度进而得到盘的分子气体面密度为 $1.9 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$, 质量为 $2.5 \times 10^9 M_{\odot}$ ($R < 8$ kpc)。M51 盘上有两条非常明显的分子旋臂, 25% 的 CO 发射来自这个区域, 它的宽度为 900~1000 pc^[14], 且宽度的变化不是很大, 分子旋臂的厚度最大为 2.5 kpc^[9]。从沿旋臂的 CO 强度分布可知分子气体密度沿旋臂逐渐下降, 旋臂在 $2 \text{ kpc} \leq R \leq 5.68 \text{ kpc}$ 范围内具有很高的对称性, 但在 $R \geq 5.68 \text{ kpc}$ 时形态出现扭曲, 这可能和 M51 与其伴星系的相互作用有关。对中心区域的 CO 观测还发现两条分子内旋臂并不对称, 西南方向旋臂的 CO 强度是东北方向旋臂的 2 倍^[15], 这一特征在距中心 1~2.2 kpc 内更为明显, Henry 等人^[16] 通过模型分析认为 M51 中除了有一个主要的两旋臂密度波之外, 还应存在一个幅度较小的 3 旋臂的密度波才能导致这种不对称的产生。对 CO 旋臂的研究还发现旋臂并不排列成十分光滑的连续曲线, 而存在许多偏折, 使得旋臂看起来更像一个多边形, 这可能是平坦激波前的气体动力学稳定性效应, 使得本来弯曲的激波前变得平坦^[17]。旋臂与非旋臂的 CO 强度之比在较中心的区域为 3~5, 在共转半径附近为 5~6, 且南边的内旋臂比北边的内旋臂的比值大^[18]。随着综合孔径技术的应用和望远镜分辨率的不断提高, 我们可以对 M51 中心区域的分子气体进行研究, 对中心区域 $^{12}\text{CO}(1-0)$ ^[19]、 $^{13}\text{CO}(1-0)$ ^[20]、 $^{12}\text{CO}(3-2)$ ^[21,22]、 $^{12}\text{CO}(4-3)$ ^[23]、HCN^[19] 发射线的线强度比的分析发现, M51 中心区域的分子气体围绕核心形成一个尺度为 50~100 pc、高温 ($T_k > 100 \text{ K}$)、高密 ($N(\text{H}_2) \approx 10^{5 \pm 1} \text{ cm}^{-3}$) 的分子气体盘, 分子气体质量约为 $1.6 \times 10^7 M_{\odot}$ ($R < 1 \text{ kpc}$), 这与较外围的分子气体的物理性质有很大不同。

M51 中存在许多比较引人注意的 CO 强度很高的区域, 在旋臂和非旋臂上都能观测到, 人们通常称这些为巨分子云协, 它们的质量在 $10^7 \sim 10^8 M_{\odot}$, 尺度为 300~800 pc, 速度弥散在 $7 \sim 20 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 之间^[24]。通过对这些巨分子云协的动力学研究^[25,26], 人们认为旋臂上的巨分子云协中的分子云是受引力束缚的, 而非旋臂上的巨分子云协中的分子云则不受引力约束, 可能只是受到密度波的第二次冲压。一般非旋臂上的巨分子云协的质量只有旋臂上的一半。对于这些巨分子云协的形成机制, 许多人都做过研究和讨论^[27]。一般认为有两种可能情

况：一种观点认为是由星系盘形成时的引力不稳定性碎裂坍缩而形成；另一种认为是由小分子云相互碰撞并合而形成。在较靠近中心区域的旋涡结构引力势的作用下，分子云会结成较大的分子云协，这些分子云协在离开旋臂后会再瓦解成单个的分子云^[28]。

我们还可以通过对射电波段同步辐射偏振的观测来研究星系的磁场结构。盘星系的磁场由随机场和平均场两部分组成，这两种磁场的强度相当，旋臂上的平均场要稍强一些，而旋臂外的随机场要强一些。M51 是最早被探测到存在射电发射的线性偏振现象的河外星系^[29,30]，也是最早被发现具有双对称磁场结构的星系^[31,32]。M51 的磁场方向与旋臂方向平行，从中心一直延伸到 4~5 kpc 的地方^[33,34]，盘上的平均磁场强度由里到外有一个从 2.10 nT ($R \approx 3\sim 6$ kpc) 到 0.92 nT ($R \approx 12\sim 15$ kpc) 的梯度^[35]。

2.2 尘埃与红外发射

红外光度主要来源于尘埃对星光的再发射，近邻星系的远红外观测可提供很多关于星系尺度恒星形成过程的信息。M51 的有利位置可以使我们通过观测将其旋臂和中心区分开来，Telesco 和 Harper^[36]1980 年的外推测量还表明它的中心在远红外是可以观测的，因此在红外观测 M51 是十分有利的。过去的红外观测一般局限于远红外，例如 KAO (Kupiper Airborne Observatory)，而 1995 年高分辨率和高灵敏度的 ISO 望远镜的投入使用使我们可以同时在远红外 (ISOPHOT, 60、100、175 μm) 和中红外 (ISOCAM, 6.6、15 μm) 对同一天体进行观测^[37~39]。

M51 在远红外非常明亮，表明它有非常强的恒星形成活动。在远红外可以看到 M51 明显的旋臂结构和其中的巨 HII 区，高分辨率观测还能分辨出 M51 的棒状结构。1982 年 Smith^[40] 第一次对 M51 及其伴星系进行了远红外 (80~200 μm) 观测。他们观测到的远红外光度为 $L_{80\sim 200 \mu\text{m}} = 3 \times 10^{10} L_{\odot}$ ，其中 70% 来自于半径约为 15 kpc 的星系盘，剩余 30% 来自半径约为 1.2 kpc 的中心核区和其伴星系的中心区域。

多波段测光表明尘埃将几乎一半的星光在远红外再发射，尽管 M51 中大部分尘埃 (90%~94%) 的温度很低 (约 16 K)，但远红外主要来自温度较高尘埃的贡献，其中亮的 HII 区的尘埃温度为 33 K，星系盘、旋臂、旋臂之间的尘埃温度为 28 K，中心光度则主要是温度约为 20 K 的尘埃贡献。远红外发射的区域与 O、B 星周围电离的氢气体位置一致^[41]，这表明可能是 O、B 星电离了周围的氢气体并将周围的尘埃加热而产生了远红外发射。1996 年 ISOCAM 对 M51 的观测可以使我们较仔细地研究不同尘埃组分的性质，如果将中红外的两段流量 (12~18 μm , 5~8.5 μm) 相比发现比值随着中红外亮度的增加而减小，这表明两段发射来自不同的尘埃组分：12~18 μm 的发射来自较小的尘粒^[42]，它与最近的大质量恒星形成有关；5~8.5 μm 的发射机制目前还不清楚，而较大的尘粒主要对蓝波段有消光作用。

2.3 H α 发射和 HII 区的性质

HII 区是 O 型或 B 型星周围的电离气体区域，其温度可达 7000~10000 K。HII 区的分布非常好地对应于旋涡星系中最近时期的大质量恒星形成区域。获得这个区域的完备星表可以为确定整个星系大质量恒星形成中的一些参数提供观测约束。我们经常用 H α 表面测光来研究单个 HII 区的形态、星系中 HII 区的分布及其光度函数。

到 2001 年为止在 M51 中总共观测到了 1373 个 HII 区^[43]，这些 HII 区的内秉光度在

$10^{30} \sim 2 \times 10^{33} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ 之间, 平均质量为 $(2 \sim 10) \times 10^6 M_{\odot}$ [44], 直径尺度范围在 $10 \sim 250 \text{ pc}$ 之间, 平均尺度为 32 pc 左右。大部分的 HII 区尺度小于 50 pc , 经过消光改正后, $\text{H}\alpha$ 光度在 $2 \times 10^{30} \sim 1 \times 10^{32} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ 之间, 平均电子密度为 $\langle n_e \rangle \approx 39 \text{ cm}^{-3}$, 这些 HII 区中可包含一个或几个 OB 星协, 而尺度大于 50 pc 的 HII 区可能是几个 OB 星协的叠加, 只是目前的分辨率无法将它们区分开。

HII 区光度函数反映了年轻大质量恒星在不同尺度恒星形成区里的分布, 对我们理解星系中大质量恒星的形成过程很有帮助。因为从 M51 大量的 CO 观测中已经知道了形成恒星的气体分布, 且 M51 有非常高的分子气体面密度 (比银河系要高几倍), 这对研究 M51 中 HII 区光度函数的性质及其在星系内的变化是否与其恒星形成性质有关是很有利的。大部分星系的 HII 区光度函数为幂律形式 $dN/d\ln L \approx L^{-\alpha}$ 。1992 年 Rand [45] 从他建立的 616 个 M51 的 HII 区样本中得到 $\alpha \approx 0.55$, 2000 年 Thilker 等人从他们的 1229 个 HII 区样本中得到 $\alpha \approx 0.75$, 2001 年 Scoville 等人 [43] 通过 Hubble 望远镜找到 1373 个 HII 区, 他们得到的 α 为 1.01, 这种指数变陡的主要原因是空间高分辨率的观测将地面观测到的亮源几乎都分解为几个小源, 光度的最大值也没有地面观测得到的高, 因此亮源减少暗源增多使光度函数变陡; 另外其光度函数在 $L_{\alpha} \approx 10^{32} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ 的亮端有一个截止。对 M51 旋臂不同部分光度函数的研究发现其东北边与其伴星系相接的旋臂内部和外部的光度函数的斜率不同, 前者要平一些 [47], 这可能是和 M51 与伴星系相互作用有关。对 M51 旋臂部分与非旋臂部分 HII 区光度的研究表明旋臂上的 HII 区比非旋臂的 HII 区光度要大一个量级, 这说明旋臂上的大质量恒星形成更加有效。对 M51 HII 区的不同观测都表明非旋臂部分的光度函数 ($\alpha \approx 0.93 \sim 0.96$) 比旋臂部分的光度函数 ($\alpha \approx 0.48 \sim 0.72$) 要陡, 产生这一现象的主要原因可能是: (1) 旋臂上 HII 区表面密度比较高因此不能很好分辨出单个 HII 区, 而产生了较多比较明亮的区域; (2) OB 星协在旋臂与非旋臂部分的质量函数有很大不同; (3) 在非旋臂部分的 HII 区, OB 星协平均来说比较老, 因此赖曼连续发射的能量比较低, 光度也比较低。

2.4 光学观测及结果

光学观测是天文观测中最早观测的波段, 在光学波段我们可以通过测光来了解星系的光学形态和不同的星族成分, 另外由于光学波段有许多有用的谱线, 我们也可以通过光谱观测来了解星系的化学演化情况。

对 M51 的表面测光表明 M51 与一般旋涡星系一样在光学波段有 3 个可区分组分 [48]: 中心核球、一个指数盘 (盘的标长见表 1) 和等效半径约为 8.5 kpc 的呈指数形式急剧下降的外围包层, 这表明 M51 的盘在外围有一个非常明显的截止。M51 中不同颜色恒星的分布有一个反常的特点 [49], 其偏蓝星族的恒星沿旋臂分布很不规则, 而偏黄红颜色的恒星在与蓝恒星分布相同的区域中分布很有规则, 而一般旋涡星系两种不同类型的恒星应具有大致相同的分布特性。M51 的核心的光学观测发现核心包在一个星团中间, 若用 King 模型拟合这个星团, 其核半径为 14 pc , 星团的总光度为 $5 \times 10^7 L_{\odot}$, 核心被许多无规则的尘带所模糊 [50], 有许多尘带沿径向分布, 看起来像辐条状结构, 可能反映了有气体从外面向核心运输。在距中心约 170 pc 的地方有一个椭圆形的环状结构 [51], 上面有许多蓝恒星 [52], 表明这个地方有很高的恒星形成率, 这可能与星系的内林德布拉德共振有关。

表 1 M51 的基本观测特性

基本参数	观测值	参考文献
距离 /Mpc	9.6	[4]
位置 $\alpha_{2000}/(^{\text{h}} \text{ m s})$	13 29 52.37	[109]
$\delta_{2000}/(^{\circ} ' ")$	47 11 40.8	
位置角 $P.A./(^{\circ})$	170	[111]
倾斜度 $/(^{\circ})$	$\xi = 20 \pm 5$	[111]
退行速度 / $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$	$V_0 = 464 \pm 3$	[111]
最大转动速度 / $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$	210	[26]
样本速度 / $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$	38 ± 7	[88]
角动量 / $M_{\odot} \cdot \text{kpc} \cdot \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$	1.0×10^{13}	[111]
总质量 / M_{\odot}	1.5×10^{11}	[112]
盘质量 / M_{\odot}	$9 \times 10^{10} (< 10 \text{ kpc})$	[13]
中心核质量 / M_{\odot}	$1.0 \times 10^{10} (< 1.1 \text{ kpc})$	[13]
H_2 质量 / M_{\odot}	$5.5 \times 10^9 (< 8 \text{ kpc})$	[27]
HI 质量 / M_{\odot}	$2.5 \times 10^9 (< 8 \text{ kpc})$	[27]
HII 质量 / M_{\odot}	$6.4 \times 10^8 (< 8 \text{ kpc})$	[27]
盘平均恒星形成率 / $M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$	4.2	[43]
光度 / L_{\odot}	$L_B = 4.9 \times 10^{10}$	[8]
$(m_{\text{pg}} - m_{\text{pv}})/\text{mag}$	0.52	[111]
盘的标长 $(2.11 \times 11.75 \text{ kpc})/\text{kpc}$	$B: 5.08 \times 0.71$ $R: 4.28 \pm 0.42$ $I: 4.16 \pm 0.35$ $K: 4.11 \pm 0.27$	[113]
核的有效半径	$B: 0.94 \pm 0.72$ $V: 0.98 \pm 0.52$ $I: 1.06 \pm 0.50$ $R: 1.07 \pm 0.57$	[114]
有用的比例: M_t/L_0 (总质量与光度比)	2 (与距离反相关)	[111]
M_H/L_0 (气体质量与光度比)	0.11 (与距离无关)	
M_H/M_t (气体质量与总质量比)	0.03 (与距离相关)	[13]

目前为止在 M51 中总共发现了 1152 个星团, 星团有效半径一般为 3~4 pc, 由于星团中缺乏 [OIII] 禁线发射但有很强的 $\text{H}\alpha$ 发射, 表明星团中缺乏大质量恒星 ($M > 25 M_{\odot}$)。星团的初始质量函数可以用指数为 -2.1 的幂律形式表示^[53,54], 在大约 60 Myr 以前有一次显著的星团形成过程, 这与数值模拟所预言的伴星系最近一次穿越 M51 星系盘的时间较符合^[55]。对 M51 中星团各个参数之间关系的研究表明星团尺度随着星团年龄的增加而减小, 这说明小尺度星团有更大的机会存活; 距中心比较远的地方有更多的年老星团, 说明星团的瓦解时间与其到中心的距离有关; 年龄和星团的消光之间有很强的相关, 越年轻消光越厉害; 有效半径与星团质量、星团年龄的关系很弱^[56,57]。最近的研究表明 M51 中 $68\% \pm 15\%$ 的星团在形成之后 10 Myr 内就瓦解了, 而且瓦解过程与星团质量无关, 这表明这些星团可能有一个统一的形成机制^[54,57], 有的理论认为星团并不是单独形成, 而是在一个更大尺度的星团群或星团协中形成, M51 中这些星团协都非常年轻 ($< 10 \text{ Myr}$), 尺

度在 85~240 pc 之间, 质量在 $(3\sim 30) \times 10^4 M_{\odot}$ 之间, 不像单个年轻星团那样质量与半径没有太大关系, 星团协中质量与半径有非常强的相关: $M \approx R^{2.33 \pm 0.19}$, 这与巨分子云的质量半径关系非常类似, 许多星团协在它们中心有星团并合事件发生, 这表明大质量星团可能由小质量星团并合形成^[58]。M51 中还有许多年轻大质量星团, 最亮星团的 V 波段绝对星等为 -12.5 mag , 远比银河系中目前所知的年轻星团要亮, 其有效半径一般为 2~3 pc, 这些年轻大质量星团的光度函数可以用一个指数为 -2 的幂律形式来表示。所有年轻大质量星团的 U 波段总光度占整个星系 U 波段光度的 14%, 这与星系中现有较高的恒星形成率一致, 但这种年轻大质量星团的形成是否与其相互作用有关目前还不能确定, 因为尽管在相互作用星系中有非常丰富的年轻大质量星团, 但在某些正常的星系例如 M33 中也发现了许多年轻大质量星团^[59]。

2.5 紫外观测性质

旋涡星系的紫外发射主要来源于活跃的恒星形成区中较亮的热恒星, 因此可用来研究星族性质, 与光学波段相结合还可研究星系尘埃消光性质。由于年老或较冷恒星在紫外贡献太少使得星暴活动在紫外更加明显, 因此紫外观测更利于星系星暴活动的研究。

M51 的紫外发射主要来自中心延展的核源与明亮的 HII 区, 它们各占 M51 紫外发射总量的 20%, 这从 M51 的远紫外成图中可以看到^[60]。M51 中心区域在远紫外非常明亮, 在距中心 7 kpc 的东北方向(即指向伴星系的方向)有一群非常明亮的 HII 区, 表明那里的恒星形成很活跃。远紫外观测表明 M51 盘的径向恒星形成效率在内区下降得非常快, 在 3 kpc 以外则保持水平, 靠近盘中心恒星形成效率是外围的 3 倍, 在 5 kpc 以外, M51 的恒星形成效率受到其与伴星系相互作用的影响, 且由于紫外受到中老年恒星星光的污染比较少, 旋臂和非旋臂的紫外流量表现出与长波段相似但更强的反差^[61]。

以前的紫外观测大多限于远紫外, 2003 年 4 月开始的 GALEX 近邻星系巡天可以使我们同时获得星系远紫外和近紫外的信息, 这其中也包括 M51^[6,62], 这将对进一步研究 M51 的恒星形成和尘埃消光有很大帮助。

2.6 X 射线的性质

星系中的 X 射线发射有许多不同来源, 比如说 X 射线双星、超新星遗迹、弥散的热气体、活动星系核、黑洞吸积等。M51 中主要来源于弥散的 X 射线热气体盘、亮的核心 X 射线源和一些核心以外的亮 X 射线点源, 而人们对后两者研究得较多。

M51 软 X 射线 (0.1~2.4 keV) 总光度为 $4.4 \times 10^{33} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$, 较硬的 X 射线总光度为 $(1.2 \pm 0.6) \times 10^{34} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$, X 射线的积分光度与光学光度、射电光度的比值与一般的正常旋涡星系一样。弥散的 X 射线发射形成一个盘, 其表面亮度的径向分布与光学(主要是蓝光)盘一致, 这说明弥散的 X 射线主要来自一些盘族天体。而且这些 X 射线源的分布还与非热的射电连续发射的分布一致, 这表明它们之间有非常紧密的联系。

M51 中心是一个低光度活动星系核, X 射线波段看来很延展, 其延展性可能与星暴活动有关(例如有大量 OB 星的积分光强、年轻的超新星遗迹、大质量 X 射线双星、核区热气体外流)。核心 X 射线发射以硬 X 射线 (10~100 keV) 为主, 2001 年 BeppoSAX (意大利的一个空间 X 射线望远镜) 观测的光度为 $2 \times 10^{34} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ ^[63], 与 1990 年 Ginga LAC (Large Area Proportional Counter)^[64] 的观测符合得较好, 但是与 1985 年爱因斯坦空间天文台^[65]

和 1995 年的 ROSAT HRI (High Resolution Imager) [66] 相比要高一个量级 (经过换算或外推到同一波长范围), 研究认为这可能是由于周围吸收物质的性质在这些年之中发生了变化使核心源发生了光变, 这也是低光度活动星系核 (AGN) 的一个特点。另外它在平的 X 射线连续谱上还有非常强的 Fe K α 发射, 这表明核心被柱密度为 10^{24} cm^{-2} 的气体所模糊, X 射线光谱主要由核心周围的冷气体反射发射主导。

除了弥散的 X 射线发射和核区点源外, M51 还有许多分立的 X 射线点源。它们大部分分布在旋臂上或其附近。这些分立的 X 射线源可以用 $T = 1.5 \times 10^7 \text{ K}$ 的韧致辐射或指数为 2 的幂律谱来拟合 [67]。M51 中 X 射线点源的一个比较大的特点是其中有许多光度极大 (大于 $10^{32} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$, 有的甚至超过了 $10^{33} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$) 的源, 这超过了一个 $10 M_{\odot}$ 黑洞的爱丁顿光度 ($1.6 \times 10^{32} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$)。2004 年 Terashima 和 Wilson [68] 利用 Chandra 望远镜发现了 7 个这样的点源, 最近 XMM-Newton 的观测又发现了一个新点源 [69]。这些极亮 X 射线点源可能是恒星质量黑洞在高于爱丁顿光度附近的辐射 [70], 也可能是恒星质量黑洞或中子星的增亮效应 [71~73], 或是中等质量黑洞 ($\approx 100 M_{\odot}$) 在低于爱丁顿光度附近的辐射 [74,75], 这样的点源在星暴星系中经常可以观测到, 因此也可能与大质量恒星的形成过程有关。

2.7 多波段分析

综合以上多波段观测结果我们可以对 M51 有一个总体的认识。M51 中心半径约 100 pc 的范围是它的核 (nucleus), 它是一个 Seyfert 2 或 LINER (低电离核发射线区) 型 AGN, 光度很低。对核区水脉泽运动的观测表明核区有双向喷流 [76], 由于在 M51 中心发现有宽的 H α 发射线 [77], 且在中心 70 pc 范围内的质量为 $(4\sim 7) \times 10^6 M_{\odot}$, 这表明中心很可能像其他 AGN 一样有一个大质量黑洞。在中心大小约 $450 \times 650 \text{ pc}$ 的椭圆形区域, 是我们通常所说的核球 (bulge)。1985 年 Ford 等人 [78] 在光学和射电波段发现在距中心约 200 pc 的南边有一个光学尺度约 100 pc 的云块 (XNC, extra nuclear cloud), 而在核的北边有一个环状结构 [78,79], 此后在 X 射线波段也观测到了它们的对应体 [80]。这个云块非常靠近中心, 质量约为 $10^7 M_{\odot}$ [81], 研究发现它有很高的电子温度 (24 000 K), 并以 $1000 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 的速度向外膨胀, 因此尽管现在一般认为 M51 核区是光致电离主导 [82], 但这个云块应该是由激波产生的。从 X 射线得到的气体温度的分析可知这个 XNC 的激波速度为 $690 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 环状结构的激波速度为 $660 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ [80], 激波产生的主要原因是中心喷流导致的外流气体与盘上星际介质的相互作用。

M51 的盘可以分为两部分, 一个是环绕核心的较里的盘, 大部分远红外发射 ($100 \mu\text{m}$) 来自这一区域, 它在距中心半径 580 pc 处最亮, 在约 1350 pc 处截止 (此为内林德布拉德共振处) [83], 在其内的旋臂称为内旋臂。在内旋臂上分布着一些亮点源 [84], 这些点源大部分很蓝 ($B - V < 0$), 有很亮的紫外光度, 对它们的光谱能量分布的拟合表明它们是一些分立的大质量恒星或几个大质量恒星的星群, 而不是星团, 这表明在中心区域非常有利于大质量恒星的形成, 这与 Norman 和 Spaans [85] 的结论相符合。对中心气体密度和恒星形成率的分析表明这些大质量恒星可能是在 400 Myr 以前形成的, 而那个时期正是数值模拟中给出的 NGC 5195 穿越盘面的时间, 因此这种恒星形成过程可能与星系的相互作用有关。整个 M51 的盘在约 10 kpc 的半径处截止, 共转半径在约 8 kpc 处, 星际介质盘、恒星盘有相似的径向分布, CO 发射、光学、红外、非热射电辐射都可以用标长约为 4 kpc 的

指数盘来拟合, 大部分的 $850 \mu\text{m}$ 亚毫米发射来自一个标长为 5.45 pc 的指数盘, 这比恒星盘标长要长, 但比 HI 盘的标长要短^[86], 盘主要存在较差自转, 比较 CO 和 $\text{H}\alpha$ 的旋转速度, 分子气体系统比电离气体转动得慢^[87], 盘的样本速度为 $(45 \pm 8) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{kpc}^{-1}$ ^[88], 盘的旋转曲线可参见图 2(b)。

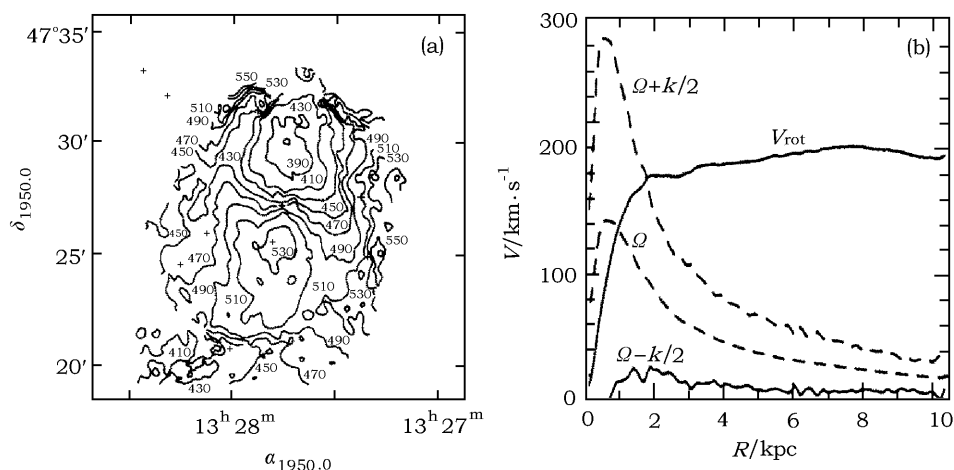


图 2 M51 的速度场分布^[10] 与旋转曲线^[18]

(a) 图为分辨率 $21''$ 的等速度线; (b) 图为由 CO 气体运动学性质得到的旋转曲线

对 M51 的观测发现 HI 旋臂的规则性和连续性没有光学旋臂那么好^[10], M51 的 HII 旋臂与 HI 旋臂、热发射旋臂符合得较好, 而分子旋臂、光学尘带和非热辐射旋臂符合得较好^[25,89,90]。HII 旋臂在分子旋臂凸侧, HI 偏离非热辐射 $200 \sim 450 \text{ pc}$ 。H α 旋臂偏离分子旋臂 440 pc ^[14], H α 旋臂偏离远 UV 旋臂 $330 \sim 510 \text{ pc}$ ^[61,91], 这可能是激波导致恒星形成时密度波穿越后的区域中的分子氢离解产生的现象。旋臂与非旋臂的面质量密度反差为 $1.8 \sim 3.0$ ^[92], 旋臂与非旋臂各波段辐射强度比为 3 左右, 一般辐射强度比在短波波段偏大。

从 M51 的速度场图 (图 2(a)) 可以看到在星系盘靠里的区域北边速度小于系统的退行速度, 南边大于系统的退行速度, 结合对位置角和盘面倾角的分析可知盘是逆时针旋转的, 但外围的速度场分布在东南方向较小, 其他地方较大, 表明外围的速度与内区的速度旋转方向相反, 而且外围气体环与盘不在同一平面, 对 M51 的数值模拟认为 M51 可能源于一个直径约为 100 kpc 的 HI 盘, 由于受到其伴星系 NGC 5195 的干扰而瓦解, 旋臂随后向外围扩散而形成一个延展的环。密度波理论认为 M51 的速度场由两部分组成, 一部分是系统的旋转速度, 另一部分是由于密度波的影响所造成的对系统速度的偏离, 也就是流柱运动 (streaming motion), 对 M51 的 H α 、HI、CO 观测都发现了这种流柱运动, 1993 年 Rand^[26] 还分析了 M51 中两个大分子云的流柱运动 (图 3), 这是支持密度波存在的一个直接证据, M51 就是最早用来验证密度波理论的星系之一。流柱运动包括物质对系统转动的切向和径向偏离, 一般在星系短轴方向径向流柱运动较明显, 而在长轴方向切向流柱运动比较明显, 观测表明 M51 旋臂上沿短轴的径向流柱运动速度可达 $70 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。

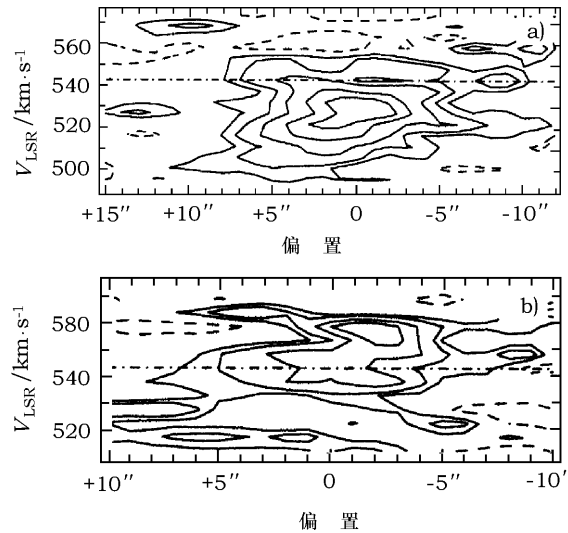


图 3 M51 旋臂上两个巨分子云协的位置速度图 [26]

图中的点划线是盘的系统旋转速度，两个巨分子云协所在位置分别为 $\alpha = 13^{\text{h}}27^{\text{m}}48.5^{\text{s}}$, $\delta = 47^{\circ}26'12''$ 和 $\alpha = 13^{\text{h}}27^{\text{m}}50.2^{\text{s}}$, $\delta = 47^{\circ}26'17''$ 。

3 伴星系 NGC 5195 的观测结果

由上文可知 M51 的许多不同于一般旋涡星系的性质是由于其与伴星系的相互作用而造成的，因此提到 M51 就必须对其伴星系 NGC 5195 有所了解。但 NGC 5195 的尺度很小 (约 5 kpc 左右)，且没有 M51 明亮。由于受尘埃影响严重，主要在光学、红外和射电波段观测，在紫外和 X 射线波段几乎没有什么观测资料，NGC 5195 的基本性质总结在表 2 中。从图 1 可以看出 NGC 5195 位于 M51 的北偏东方向，观测表明 NGC 5195 在 M51 的后方，M51 的旋臂对 NGC 5195 有遮挡。NGC 5195 有 3 个分立的组分：一个满足 $r^{1/4}$ 幂律的核 (≤ 80 pc)；一个以核为中心对称的南北向棒状结构；一个几乎面向我们的标高 0.9 kpc 逆时针旋转的指数盘 [92]。在内林德布拉德半径 (500 pc) 处还有一个围绕核心的尘埃环 [42]。NGC 5195 的形态划分是一个很有争议的问题，早期由于仅在光学波段观测，而 NGC 5195 的尘埃分布极不规则且受到 M51 旋臂中尘埃前景吸收的影响，使得其形态在光学波段看起来很不规则 [94]，因此曾认为它是一个不规则星系。后来的红外观测使尘埃的影响减小，可以确定 NGC 5195 是一个盘星系，且有棒状结构，但是对于它究竟是透镜星系还是旋涡星系还存在不同看法 [93,95]。有人通过红外观测认为它没有旋臂结构而将其划为透镜星系，但是它的核球与盘的质量比要比一般的透镜星系小，因此并不同于通常的透镜星系；而有人则认为它有较弱旋臂结构，是旋涡星系。NGC 5195 的这种形态特点是否是相互作用影响的结果目前还不确定，但是对规则场星系和相互作用星系形态的对比分析可能是我们了解这一问题的途径之一。

表 2 NGC 5195 的观测特性

基本参数	观测值	参考文献
距离 / Mpc	9.6	[4]
位置 $\alpha_{2000}/(h^m s)$	13 29 59.24	[109]
$\delta_{2000}/(^{\circ} ' ")$	47 10 04.8	
倾角 $/(^{\circ})$	43	[115]
位置角 $/(^{\circ})$	91	[115]
M_{5194}/M_{5195} (星系质量比)	2.6 ± 0.4	[116]
分子氢总质量 / M_{\odot}	4.7×10^7	[98]
红外光度 / L_{\odot}	2.8×10^9	[98]
光学光度 / L_{\odot}	8.3×10^9	[98]
H α 光度 / L_{\odot}	1.6×10^7	[117]
恒星形成率 / $M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$	≤ 1.8	[98]

观测表明在 NGC 5195 周围和里面的气体有很高的禁线强度比, 并且有非常宽的线宽 ($FWHM = 500 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$), 表明这些是激波电离的气体, 在某些地方发射线分裂成两个速度组分, 表明有结构在膨胀或者有物质外流。线比、形态和运动学特征表明 NGC 5195 中的星际介质受到了很大的扰动 [96]。由于和 M51 的相互作用, 使得 NGC 5195 与一般星系的观测结果不同, 例如它的 CO 辐射可以明显地分为两个组分: 一个宽线组分 ($640 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$), 一个窄线组分 ($420 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$) [97,98], 宽线组分与 NGC 5195 中 HI 的速度近似, 而窄线组分与 M51 中 HI 的速度近似, 由此可推断窄线部分的 CO 气体可能来源于 M51。

数值模拟表明 NGC 5195 曾在 400~700 Myr 前穿越过 M51 的星系盘, 这种相互作用使大多数天文学家认为 NGC 5195 应该是一个恒星形成活跃的星系, CO 观测表明星系中几乎一半的分子气体聚集在半径 250 pc 的中心区域 [98,99], 分子气体的面密度很高, 而且盘的内区是刚体转动, 这些都有利于恒星形成, 但实际观测并未在中心区发现任何的 H α 发射 [39,47], 远紫外发射也同样缺少 [100], 分析表明它的星暴活动在几千万年前就已经停止了。是什么原因使得恒星形成在中心气体被消耗掉之前就停止了呢? 一种可能是这些气体是在星暴活动之后才逐渐落入中心的, 但这却无法解释在气体面密度这么高的中心区域恒星为何无法形成; 还有一种可能是我们计算分子气体面密度的方法存在偏差, 计算分子密度时一般由观测得到的 CO 气体面密度通过经验关系转换成 H $_2$ 的面密度, 这种经验关系是从正常星系中得到的, 可能并不适用于 NGC 5195 这样和 M51 有相互作用的星系。已有观测表明 NGC 5195 中心的尘埃温度是正常星系的两倍 [98], 这意味着我们可能高估了中心气体的面密度, 但由于星系中的紫外发射缺乏, 是什么机制将尘埃加热到这样的温度目前还不清楚。

4 M51 系统的数值模拟

经典动力学需要从两方面来预测将来的运动: 动力学定律和初始条件, 这两者在理解相互作用星系的性质时有很重要的作用, 对于数值模拟也是如此。早在 20 世纪 40 年代, Holmberg [101] 就已经用两个恒星组分和一个引力场做过关于星系相互作用的数值模拟, 但是 Holmberg 并没有意识到他的模型应该考虑相互作用系统的延展结构, 他用了正确的动力学定律但给了错误

的初始条件。1972 年 Toomre 和 Toomre^[102](后简称 TT72) 用一个非常简单的非自引力模型对相互作用星系的形态结构做了广泛的分析。尽管这个模型很简单, 但可以很简洁地解释相互作用星系中桥状和尾状结构形成的原因。

TT72 也给出了 M51 与其伴星系的数值模拟。这是关于 M51 的最早的数值模拟, TT72 的非自引力模型认为在伴星系穿越星系盘面之后盘面仍可以保持平坦。他们的数值模拟尽管非常简单, 但是给出了 M51 在外围的大致形态。由于采用的是非自引力模型, 并不能够得到主要的旋涡结构与星系的内部特征。1990 年 Hernquist^[103] 采用 TT72 中所给出的 M51 的轨道参数做了一个自引力的数值模拟, 他的模拟不仅可以得到与非自引力模型相似的外围结构, 而且也得到了星系盘的内部结构。但随着 M51 许多新的特征被发现, 例如 M51 外围很长的 HI 气体结构^[10]、靠近 NGC 5195 的高速气体团块, 使问题变得复杂起来, 这些新发现的现象不能通过原先的数值模拟来解释。因此 1990 年 Howard 和 Byrd^[104](后简称 H90) 给出了关于 M51 的一个自引力数值模拟, 希望得到 M51 外围的 HI 气体结构。H90 的数值模拟中考虑到了气体团块这一组分在星系相互作用中的影响, 并且采用了低偏心率 ($e \approx 0.1$) 的 NGC 5195 的运动轨道参数, 而前人所采用的轨道参数偏心率都很高 ($e \approx 0.8$), H90 认为高偏心率的参数使模型变得过于简单, 不能很好地模拟出 M51 外围的 HI 气体结构。他们用 M51 外围旋涡结构的时间反演推断出 NGC 5191 穿越 M51 星系盘的时间和方位角, 他们认为 M51 今天的旋涡结构是伴星系约 70 Myr 前在与盘面夹角很大的轨道平面上穿越 M51 的星系盘产生的, 而不是由原初的小扰动产生的, M51 的亮旋臂大部分都是直接或间接地来自潮汐作用。他们还用一个初始对称的 Mestel 盘模拟 M51 由于潮汐扰动产生的主要旋涡结构, 他们的数值模拟结果与观测到的 M51 的形态符合得很好。

H90 指出, 在 M51 系统漫长的演化过程中 NGC 5195 可能不只穿越 M51 的盘面一次, 他们也估算出较早的一次穿越大概在 400 Myr 以前。但由于计算机条件的限制, 他们无法实现数值模拟。最近, Salo 和 Laurikainen^[105](后简称 SL00) 给出了一个关于 M51 更详细的数值模拟, 可以得到很好的 M51 的形态结构并给出与观测很符合的 HII 区的速度场。他们的数值模拟中两个星系采用一个自引力的指数恒星盘、一个首次考虑了气体简单的流体动力学特性的气体盘和一个等温球分布的解析的暗物质晕来模拟, 各组分的参数参照前人的数值模拟结果和观测给出。伴星系运动的轨道参数根据两个解析的暗物质晕引力势在轨道衰减过程(由 Chandrasekhar 的动力学摩擦公式描述) 中相互作用的情况来决定。在他们的最佳模拟中, M51 的伴星系在其运行的轨道上两次穿越 M51 的星系盘, 一次发生在 400~500 Myr 以前, 最近一次在 50~100 Myr 以前, 与 H90 所提出的轨道参数基本一致。SL00 也认为偏心率较高的轨道不利于外围 HI 结构的形成, 但是他们预言的 HI 结构比实际观测更复杂。Salo 和 Laurikainen^[106] 还在此基础上对 M51 的内部区域做了一个分辨率更高的数值模拟, 以解释内部旋涡结构与外部扰动的关系。尽管前人认为内部旋涡结构应该由盘本身的性质决定, 但他们的数值模拟认为相互作用对内部的旋涡结构也会产生一定的影响。

尽管 SL00 的数值模拟可以解释 M51 在形态和动力学方面的许多观测特性, 但仍然有许多有待改进之处。例如, SL00 所使用的并不是一个自引力的暗物质晕(这可能是因为那样做要花费大量的计算机时间), 而是采用一个固定的暗物质晕势分布, 因此这个系统的轨道演化并不是自洽的。由于多轨道模型依赖于轨道的衰减来提供第二次相互作用, 而 SL00 所使用的

方法中轨道衰减并非自然产生,而是用一个简化模型来模拟,因此他们的模型并不能完全再现整个动力学系统。若采用自引力的暗物质晕,轨道的衰减自然产生,可能会使模拟结果更具物理性。以往的数值模拟仅考虑对动力学影响较大的恒星和暗物质组分,而忽略了物理性质较复杂的气体组分,因此许多观测资料不能很好地利用。随着对流体性质的进一步了解和流体数值模拟的逐渐成熟,考虑气体组分的影响会给我们带来更多合理的数值模拟结果。另外盘星系旋涡结构的起因仍有一定的争议,有人认为在没有相互作用之前,盘星系就已经有非常好的旋涡结构^[107],而数值模拟中一般仅用一个没有旋涡结构的盘分布作为初始条件,相互作用在星系外部旋涡结构形成的过程中究竟有怎样的重要性,还有待进一步讨论。由上文可知 M51 的伴星系并不具备像 M51 那样有利的观测条件,关于它的观测资料很少,这也给数值模拟初始条件的确定带来很大的不确定性。最近, Durrell 等人^[108]对 NGC 5195 周围行星状星云的运动学性质作了很好的观测研究,并用 H90 中所给的轨道参数作了一个数值模拟来解释这些运动学性质,这也可用于限制 NGC 5195 的数值模拟参数,但我们还需要对 NGC 5195 积累更多的观测资料。

5 结论与展望

尽管 M51 具备许多有利的观测条件,且天文学家们已作了相当全面的观测和深入的研究,但是还存在许多问题。特别是 M51 与其伴星系的相互作用过程中的恒星形成问题、M51 巨旋涡结构的起因等,都还是十分有争议的,而这些问题的解决无疑会对旋涡星系结构的形成和演化问题带来新的启示和突破。今后进一步研究的关键在于取得关于 M51 更高分辨率的观测资料和更详细的数值模拟所提供的动力学方面的信息。

参考文献:

- [1] de Vaucouleurs G, de Vaucouleurs A, Corwin A G Jr *et al.* Third Reference Catalogue of Bright Galaxies, Berlin: Springer-Verlag, 1991
- [2] de Vaucouleurs G. *ApJ*, 1979, 227: 729
- [3] Aaronson M, Mould J. *ApJ*, 1983, 265: 1
- [4] Sandage A, Tammann G A. *ApJ*, 1974, 194: 559
- [5] Sandage A, Tammann G A. *ApJ*, 1975, 196: 313
- [6] Calzetti D, Kennicutt R C, Bianchi L *et al.* *ApJ*, 2005, 633: 871
- [7] http://coolcosmos.ipac.caltech.edu/cosmic_classroom/multiwavelength_astronomy/multiwavelength_museum/m51.html
- [8] Appleton P N, Foster P A, Davies R D. *MNRAS*, 1986, 221: 393
- [9] Hidaka M, Sofue Y. *PASJ*, 2002, 54: 223
- [10] Rots A H, Bosma A, van der Hulst J M *et al.* *AJ*, 1990, 100: 387
- [11] Rickard L J, Palmer P, Morris M *et al.* *ApJ*, 1975, 199: L75
- [12] Rickard L J, Palmer P. *A&A*, 1981, 102: L13
- [13] Scoville N Z, Young J S. *ApJ*, 1983, 265: 148
- [14] Nakai N, Kuno K. *PASJ*, 1994, 46: 527
- [15] Aalto S, Hüttemeister S, Scoville N Z *et al.* *ApJ*, 1999, 522: 165
- [16] Henry A L, Quillen A C, Gutermuth R. *AJ*, 2003, 126: 2831

- [17] Chernin A D. MNRAS, 1999, 308: 321
- [18] García-Burillo S, Guélin M, Cernicharo J *et al.* A&A, 1993, 274: 123
- [19] Kohno K, Kawabe R, Tosaki T *et al.* ApJ, 1996, 461: L29
- [20] Matsushita S, Kohno K, Vila-Vilaro B *et al.* ApJ, 1998, 495: 267
- [21] Wielebinski R, Dumke M, Nieten Ch. A&A, 1999, 347: 634
- [22] Matsushita S, Sakamota K, Kuo C Y *et al.* ApJ, 2004, 616: L55
- [23] Nieten C, Dumke M, Beck R *et al.* A&A, 1999, 347: L5
- [24] Adler D S, Lo K Y, Wright M C H *et al.* ApJ, 1992, 392: 497
- [25] Rand R J, Kulkarni S R. ApJ, 1990, 349: 43
- [26] Rand R J. ApJ, 1993, 410: 68
- [27] Kuno N, Nakai N, Handa T *et al.* PASJ, 1995, 47: 745
- [28] Lo K Y, Ball R, Masson C R *et al.* ApJ, 1987, 317: 63
- [29] Mathewson D S, van der Kruit P C, Brouw W N. A&A, 1972, 17: 408
- [30] Segalovitz A, Shane W W, de Bruyn A G. Nature, 1976, 264: 222
- [31] Tosa M, Fujimoto M. PASJ, 1978, 30: 315
- [32] Sofue Y, Takano T, Fujimoto M. A&A, 1980, 91: 335
- [33] Scarrott S M, Thompson D W, Smith R F W. MNRAS, 1987, 224: 299
- [34] Neininger N. A&A, 1992, 263: 30
- [35] Berkhuijsen E M, Horellou C, Krause N *et al.* A&A, 1997, 318: 700
- [36] Telesco C M, Harper D A. ApJ, 1980, 235: 392
- [37] Hippelein H, Lemke D, Tuffs R J *et al.* A&A, 1996, 315: L79
- [38] Hippelein H, Lemke D, Hass M *et al.* A&A, 1996, 315: L82
- [39] Sauvage M, Blommaert J, Boulanger F *et al.* A&A, 1996, 315: L89
- [40] Smith J. ApJ, 1982, 261: 463
- [41] Devereux N A, Young J S. AJ, 1992, 103: 1536
- [42] Block D L, Elmegreen B G, Stockton A *et al.* ApJ, 1997, 486: L95
- [43] Scoville N Z, Polletta M, Ewald S *et al.* AJ, 2001, 122: 3017
- [44] van der Hulst J M, Kennicutt R C, Crane P C *et al.* A&A, 1988, 195: 38
- [45] Rand R J. AJ, 1992, 103: 815
- [46] Thilker D A, Rraun R, Walterbos R A M. AJ, 2000, 120: 3070
- [47] Thronson H A Jr, Rubin H, Ksir A. MNRAS, 1991, 252: 550
- [48] Okamura S, Kanazawa T, Koraira K. PASJ, 1976, 28: 329
- [49] Zwicky F. PASP, 1955, 67: 232
- [50] Grillmair C J, Faber S M, Lauer T R *et al.* AJ, 1997, 113: 225
- [51] Sofue Y. PASP, 1993, 105: 308
- [52] Woren S P. PASP, 1974, 86: 92
- [53] Bik A, Lamers H J G L M, Bastian N *et al.* A&A, 2003, 397: 473
- [54] Gieles M, Bastian N, Lamers H. astro-ph/0403253, 2004
- [55] Lee M G, Chandar R, Whitmore B C. AJ, 2005, 130: 2128
- [56] Bastian N, Gieles M, Lamers H J G L M *et al.* A&A, 2005, 431: 905
- [57] Gieles M, Bastian N, Lamers H J G L M *et al.* astro-ph/0506066, 2005
- [58] Bastian N, Gieles M, Efremov Y N *et al.* astro-ph/0508110, 2005
- [59] Larson S S. MNRAS, 2000, 319: 893
- [60] Bohlin R C, Cornett R H, Hill J K *et al.* ApJ, 1990, 352: 55
- [61] Bersier D, Blecha A, Golay M *et al.* A&A, 1994, 286: 37
- [62] Bianchi L, Thilker D A, Burgarella D *et al.* ApJ, 2005, 619: L71
- [63] Fukazawa Y, Iyomoto N, Kubota A *et al.* A&A, 2001, 374: 73
- [64] Makishima K, Ohashi T, Kondo H *et al.* ApJ, 1990, 365: 159

- [65] Palumbo G G C, Fabbiano G, Fransson C *et al.* ApJ, 1985, 298: 258
- [66] Ehle M, Pietsch W, Beck R. A&A, 1995, 295: 289
- [67] Marston A P, Elmegreen D, Elmegreen B *et al.* ApJ, 1995, 438: 663
- [68] Terashima Y, Wilson A S. ApJ, 2004, 601: 735
- [69] Dewangan G C, Griffiths R E, Choudhury M *et al.* ApJ, 2005, 635: 198
- [70] Begelman M C. ApJ, 2002, 568: 97
- [71] Reynolds C S, Loan A J, Fabian A C *et al.* MNRAS, 1997, 286: 349
- [72] King A R, Davies M B, Ward M J *et al.* ApJ, 2001, 550: 109
- [73] Kording E, Falcke H, Markoff S. A&A, 2002, 382: L13
- [74] Matsumoto H, Tsuru T G, Koyama K *et al.* ApJ, 2001, 547: L25
- [75] Kaaret P, Prestwich A H, Zezas A *et al.* MNRAS, 2001, 321: L29
- [76] Hagiwara Y, Henkel C, Menten K M *et al.* ApJ, 2001, 560: L37
- [77] Ho L C, Filippenko A V, Sargent W L W. ApJS, 1997, 112: 391
- [78] Ford H G, Crane P C, Jacoby G H *et al.* ApJ, 1985, 293: 132
- [79] Goad J W, Gallagher III J S. ApJ, 1985, 297: 98
- [80] Terashima Y, Wilson A S. ApJ, 2001, 560: 139
- [81] Scoville N Z, Yun M S, Armus L *et al.* ApJ, 1998, 493: L63
- [82] Bradley L D, Kaiser M E, Baan W A. ApJ, 2004, 603: 463
- [83] Lester D F, Harvey PM, Joy M. ApJ, 1986, 302: 280
- [84] Lamers H J G L M, Panagia N, Scuderi S *et al.* ApJ, 2002, 566: 818
- [85] Norman C, Spaans M. ApJ, 1997, 480: 145
- [86] Meijerink R, Tilanus R P J, Dullemond C P *et al.* A&A, 2005, 430: 427
- [87] Rydbeck G, Hjalmarsen A, Rydbeck O E H. A&A, 1985, 144: 282
- [88] Zimmer P, Rand R J, McGraw J T. ApJ, 2004, 607: 285
- [89] Tilanus R P J, Allen R J. ApJ, 1989, 339: L57
- [90] Knapen J H, Beckman J E, Cepa J *et al.* ApJ, 1992, 385: L37
- [91] Petit H, Hua C T, Bersier D *et al.* A&A, 1996, 309: 446
- [92] Rix H W, Rieke M J. ApJ, 1993, 418: 123
- [93] Smith J, Gehrz R D, Grasdalen G L *et al.* ApJ, 1990, 362: 455
- [94] Van Dyk S D. PASP, 1987, 99: 4671
- [95] Spinrad H, Harlan Z. PASP, 1972, 85: 815
- [96] Hoopes C G, Walterbos R A M. ApJ, 2003, 586: 902
- [97] Sage L J, Wrobel J M. ApJ, 1989, 344: 204
- [98] Sage L J. A&A, 1990, 239: 125
- [99] Aalto S, Rydbeck G. ASPC, 2001, 249: 719
- [100] Hill J K, Waller W H, Cornett R H *et al.* ApJ, 1997, 477: 673
- [101] Holmberg E. ApJ, 1941, 94: 385
- [102] Toomre A, Toomre J. ApJ, 1972, 178: 623
- [103] Hernquist L. Dynamics and Interactions of Galaxies. Berlin: Springer, Heidelberg. 1990: 108
- [104] Howard S, Byrd G G. AJ, 1990, 99: 1798
- [105] Salo H, Laurikainen E. MNRAS, 2000, 319: 377
- [106] Salo H, Laurikainen E. MNRAS, 2000, 319: 393
- [107] Natali F, Fino L D, Natali G. Astronomical Society of the Pacific Conference Proceedings, 2001, 230: 475
- [108] Durrell P R, Mihos J C, Feldmeier J J *et al.* ApJ, 2003, 582: 170
- [109] Cotton W D, Condon J J, Arbizzani E. ApJS, 1999, 125: 409
- [110] Turner J L, Ho P T P. ApJ, 1994, 421: 122
- [111] Tully R B. ApJS, 1974, 27: 437
- [112] Kuno N, Nakai N. PASJ, 1997, 49: 279

- [113] Beckman J E, Peletier R F, Knapen J H *et al.* ApJ, 1996, 467: 175
[114] Laurikainen E, Salo H. MNRAS, 2001, 324: 685
[115] Spillar E J, Oh S P, Johnson P E *et al.* AJ, 1992, 104: 92
[116] Schweizer F. ApJ, 1977, 211: 324
[117] Greenawalt B, Walterbos R A M, Thilker D *et al.* ApJ, 1998, 506: 135

Observational and Research Progress of the M51 Galaxy

CHEN Zhu¹, WILLIAMS Peter²

(1. Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China; 2. Joint Center for Astrophysics, Shanghai Normal University, Shanghai 200234, China)

Abstract: The M51 system consists of a grand-design spiral galaxy and a relatively large close companion, NGC 5195. Because M51 is nearby and nearly face-on to us, its structure can be observed in great detail and with a minimum of obscuration from dust. As a result, this galaxy has been thoroughly observed at wavelengths from radio to X-ray. Due to the rich archive of observational data, its structure, dynamical process, star formation mechanism and some other important properties have been analyzed by many authors. In the center of M51, there is a Seyfert 2 or LINER type AGN which radius is 100 pc. The mass within 70 pc in the center is $(4\sim 7) \times 10^6 M_{\odot}$, this indicates there may be a black hole there. The disk of M51 can be divided into two parts, the inner disk surrounding the nucleus cuts off at 1350 pc, from this radius to 10kpc is the outer disk. In contrast, the companion, NGC 5195 is small and faint, and heavy dust from the arm of M51 in the foreground obscures its optical radiation. M51 has many interesting properties different from other normal spiral galaxies, such as the wide open spiral arm, the long HI tidal tail and the huge distorted gas ring around the outer disk, these may be related to the interaction effects. Actually, the dynamical modeling history of M51 is long, in the early stage of astronomical numerical simulation, Toomre and Toomre have given a simple simulation of M51 to study its tidal effect. In 1990, the discovery of M51's long HI tidal tail made the astrophysicist shift the preferred collision time of M51 and NGC 5195 to somewhat later times in order to give the tail more time to develop. More recently, Salo and Laurikainen suggested that a multiple-passage model might be more appropriate for the system, such a scenario appears to do a better job of explaining NGC 5194's HI velocity field, but the predicted structure of the HI tidal tail is more complex than its observation. In this paper, we review literature of multi-wavelength observations and recent research results of M51, discuss the improvements and drawbacks of its simulation results and also summarize the available observations of NGC 5195.

Key words: astrophysics; M51; review; NGC 5195; observations; simulations