

文章编号: 1000-8349(2009)02-116-13



银河系内区的棒结构

赵君亮

(中国科学院 上海天文台, 上海 200030)

摘要: 最近十几年来, 银河系已被确认为是一个棒旋星系, 而不是无棒结构的普通旋涡星系。人们利用各类示踪源, 如气体的 (l, v) 图、红外面测光、红团簇星、恒星计数、微引力透镜效应、恒星运动学等, 来探测银河系内区的棒结构和它的结构参数, 该文对此做了简要评述。

关键词: 银河系; 旋涡星系; 棒旋星系; 棒结构; 核球

中图分类号: P156.5

文献标识码: A

1 引 言

1923 年, 美国天文学家哈勃首次证实了河外星系的存在。随着河外星系的不断发现, 1936 年哈勃^[1] 提出了按形态对星系进行分类的方案。在后修订过的哈勃分类序列中, 星系按表观形态分为椭圆星系 (E)、透镜星系 (S0)、旋涡星系 (S) 和不规则星系 (Irr) 4 大类, 其中旋涡星系可进而分为普通 (无棒) 旋涡星系 (S) 和棒旋星系 (SB) 两类。1959 年, de Vaucouleurs^[2] 对哈勃分类序列做了合理的延伸和精化; 在他的分类系统中, 无棒旋涡星系记为 SA, 与棒旋星系 SB 相对应, 而结构形态介于这两者之间的星系则记为 SAB; 并以后继字母 r 表示星系中有环结构, 以 s 表示无环结构, 而以 rs 表示星系中的环结构不太明晰。

自 1785 年英国天文学家威廉·赫歇尔建立了第一个银河系模型以来, 人们对银河系结构的实测研究已经有 200 多年的历史。在 20 世纪 50 年代之前, 银河系一直被认为是一个无棒结构的普通旋涡星系, 并被确定为旋涡星系中的 Sb 或 Sc(或 Sbc) 型。

尽管对银河系中恒星和气体的观测, 人们可以做得远比河外星系更为细致, 但由于观测者处于银河系内, 无法直接看到银河系的全貌, 这一点与河外星系的情况大为不同。又由于太阳 (以及地球) 的位置距银盘对称平面 (银道面) 不远, 而银心方向的星际消光影响特别严重,

收稿日期: 2008-07-22; **修回日期:** 2008-10-24

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

除了 Baade 窗这类小块天区外，可见光观测对银河系核心区结构和物理性质的研究近乎完全无能为力，必须采用射电或红外波段的观测手段。

20 世纪 60 年代，Rougoor 等人^[3,4]利用 21 cm 射电观测资料发现，位于银心距约 3 kpc 处的一条旋臂（这就是所谓“3 kpc 臂”）正以 $53 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 的径向速度远离银心运动；另外，在银心以远的另一条旋臂则以 $135 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 的径向速度也向外运动。这两条旋臂又都可以称为膨胀臂。1964 年，de Vaucouleurs^[5]首次试图用银河系中心的非轴对称引力势（即存在棒结构）来解释上述两条膨胀臂的运动。嗣后他又预言^[6]，按他所提出的星系分类法，银河系应属于 SAB(rs)bc 型星系，理由是银河系中旋臂具有多重性，存在不太连贯的环结构，并且中性氢 (H I) 气体具有非圆运动特征。不过，这种非轴对称假设（又称力场模型，“field model”）在当时并没有引起天文界的普遍关注，人们更倾向于用 Oort 的抛射模型 (ejection model)^[7]来解释已有的观测事实。

1967 年，Kerr^[8]根据 21 cm 和 18 cm 等波段的射电观测资料，讨论了银河系中心区的物质分布，并提出可以用存在某种棒结构的模型来解释上述 3 kpc 和 $135 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 旋臂的观测特征。1975 年，Peters^[9]在他的理论模型中引入了棒状结构的扰动，从而较好地解释了由银河系内区 4 kpc（即银心距 2 kpc）范围中银经 -（视向）速度 ($l-v$) 图所导出的 H I 的分布特征，其中包括 3 kpc 和 $135 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 旋臂。1980 年，Liszt 和 Burton^[10]的工作表明，上述银河系内区中的棒结构与银河系转轴大体上斜交成 24° 角。1991 年，Blitz 和 Spergel^[11]综合利用了 H I 的 21 cm 射电观测以及 $2.4 \mu\text{m}$ 近红外观测资料，确认在银河系内区存在大尺度的棒结构。不久，Weinberg^[12]以及 Long 等人^[13]对 Blitz 和 Spergel 的结论给以进一步的支持。Weinberg^[12]利用 AGB 星得出的结果是，恒星棒的半长轴约为 5 kpc，相对太阳银心向径的位置角为 $-36^\circ \pm 10^\circ$ ；在 Long 等人^[13]的模型中，棒的标长为 2.5 kpc，而轴比约为 5:1。由于棒结构是否存在对银河系结构和动力学演化、银河系内恒星的形成和演化等问题具有重要意义，20 世纪 90 年代以来，有关银河系棒结构的观测研究逐渐成为银河系天体物理的一个重要热点领域，内容涉及多种途径的观测（包括空间观测）和理论模型研究^[14~20]。

在 20 世纪 90 年代中后期和 21 世纪初，Gerhard^[21~23]对涉及银河系动力学和银河系棒结构问题的研究做了多次精彩而又较为全面的评述。在这些评述中 Gerhard 明确指出，多种观测证据表明，银河系内区确实存在着快速转动的棒结构，银河系应被归类为棒旋星系，而银河系认识上的这一重要变化使人们对其演化史的思考随之发生改变。另外，在 1998 年版的《星系天文学》(Galactic Astronomy) 一书中，Binney 和 Merrifield^[24]通过对射电、近红外等观测资料的分析，同样肯定了在银河系内区有棒结构存在的事实。因此，可以说最迟到 20 世纪 90 年代的中期，人们已逐渐达成共识：银河系是一个棒旋星系。

近年来，人们对银河系棒的探索大致侧重于以下几个方面：(1) 利用数量更多、质量更好的新观测资料，特别是空间观测资料，以及采用一些新的方法，来确定棒的结构参数和运动学状态，如棒的取向、尺度大小以及转动速度等^[25~28]；(2) 利用数值模拟，或尝试建立统一的定量模型，来合理解释各种观测结果，并进而对银河系核球和银盘内区的动力学状态做出预言，以及深入认识棒对银河系演化的影响^[29~31]；(3) 探究棒内部的精细结构，如棒结构内部的尘带和存在更小尺度的“次棒”等^[27,32,33]。

最近，Beaton 等人^[34]仔细分析了新的观测资料后证实，距银河系最近的巨旋涡星系

M31(即著名的仙女星系)也是一个棒旋星系,其内区结构与银河系颇为相似,而实际上对仙女星系 M31 内区棒结构的讨论至今已有 50 年的历史^[35~37]。

越来越多的观测事实表明,星系中棒结构的存在是一种较普遍的现象,如 Eskridge 等人通过 H 波段的观测,发现在 186 个旋涡星系中,56% 有明显的棒结构,另外 16% 表现为有弱棒结构,故大约 2/3 的样本星系可被确认为棒旋星系,可见棒旋星系所占的比例比无棒旋涡星系更高^[79]。

2 银河系棒结构的探测途径

由于地球在银河系之内,地球上的观测者只能借助对那些能反映银河系物质分布的所谓“示踪源(tracer)”,来间接地探究银河系的各种结构成分(如银盘、核球、旋臂、棒、翘曲等)。总的来说,这类示踪源可以是位于银河系内区的气体,也可以是某种类别的恒星(如红团簇巨星和 AGB 星),人们通过观测和分析它们的射电辐射、近红外面亮度分布、恒星数密度分布及运动学状态,来探测银河系内区的棒结构。

2.1 气体的运动学 ($l-v$) 图

反映示踪源运动学状态的 ($l-v$) 图,是早期用来研究银河系内区是否存在棒结构的一种有用的工具,这里 l 是源的日心银经, v 是源的日心视向速度,它们都是可观测量。如果被测天区内的物质为轴对称分布,即不存在棒结构,则根据 Oort 理论,银道面附近(银纬 $b \approx 0$) 的气体便应该绕银河系中心作圆运动,而 l 和 v 之间有以下的近似关系:

$$v = (\omega - \omega_{\odot})R_{\odot} \sin l, \quad (1)$$

式中 R_{\odot} 为太阳银心距, ω_{\odot} 和 ω 分别是太阳和示踪源的圆运动角速度, ω 的大小取决于源的银心距 R , 而后者则与源的日心距 r 和银经 l 有关:

$$R^2 = R_{\odot}^2 + r^2 - 2rR_{\odot} \cos l. \quad (2)$$

如观测天区内存在非轴对称的物质分布形态(如棒),则气体绕银河系中心作非圆运动,这时观测 ($l-v$) 图便不具有式 (1) 的正弦函数形式。因此,通过对 ($l-v$) 图的详细分析,并利用星系动力学模型,特别是其中的弱棒假设^[38],人们便可判断银河系内区是否存在棒结构。尽管并没有观测到恒星棒或有恒星棒存在的直接证据,一旦含棒结构的模型与观测数据能更好地相符,便可间接推知事实上存在棒状物质分布。

最早用于探测银河系棒结构的示踪源,是来自银心方向附近中性氢(H I)的 21 cm 射电辐射。de Vaucouleurs^[5]注意到银河系内区的 H I 气体呈现某种非圆运动,而且有着与棒旋星系中所观测到的非圆运动径向速度相类似的特性,并据此认为银河系可能是一个棒旋星系。1970—1980 年间,不少天文学家^[9,10,39~41]即用棒状结构产生的引力作用,来解释银河系中心几千秒差距范围内气体的运动特征。

另一种可用于探测棒结构的示踪源,是银河系内区星际气体的一氧化碳(CO)2.6 mm 射电辐射。早在 1980 年 Liszt 和 Burton^[10]就已指出,银河系核区 H I 和 CO 的运动学状态,可以用某种倾斜的棒状结构来解释。1991 年, Binney 等人^[42]通过对 $|l| \leq 10^\circ$ 、 $|b| \leq 0.5^\circ$

天区内的 H I 和 CO 气体构筑详细的动力学模型，并对有关的 ($l-v$) 图做了深入的分析，进一步证实了 Liszt 和 Burton 的结论。

2.2 红外面测光

对于银河系核区结构的探测，红外巡天要比可见光观测有用得多，这是因为在红外波段尘埃消光的影响远没有可见光那么严重。1982 年，Mitsumoto 等人^[43]利用气球观测取得了 $2.4 \mu\text{m}$ 波段的银河系核区红外图像，而他们观测到的红外辐射几乎全部来自恒星。Blitz 和 Spergel^[11]利用 Mitsumoto 等人的观测资料，找到了在银河系中心区存在恒星棒的直接证据。在他们的模型中，三轴棒表现为一种花生状的核球(见图 1)。由于棒靠近太阳的一端(近端)位于日心银道坐标中的第一象限内，故相对银经 $l < 0$ 的视线来说，银经 $l > 0$ 的视线与棒长轴相交处的日心距比较小，其观测效应是棒近端的面亮度应该比棒的远端强(见图 2)。Blitz 和 Spergel 正是根据银河系内区红外面亮度的这种非对称分布，经过细致的定量分析后，确认了棒结构的存在。不仅如此，在进一步分析了不同银经、不同银纬天区内红外辐射的差异后，他们按照同样的方法，还得出棒与银道面并不位于同一平面上，而是斜交成约 7° 的角，在 $l < 0$ 时棒的长轴位于 $b > 0$ 区域^[11]。

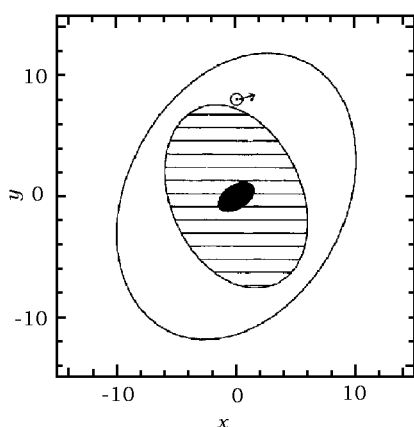


图 1 银河系结构示意图^[11]

中心黑色圈为棒，阴影区代表三轴椭球子系，外圈表示气体运动轨道的取向，太阳处的箭头给出 LSR 的运动方向。

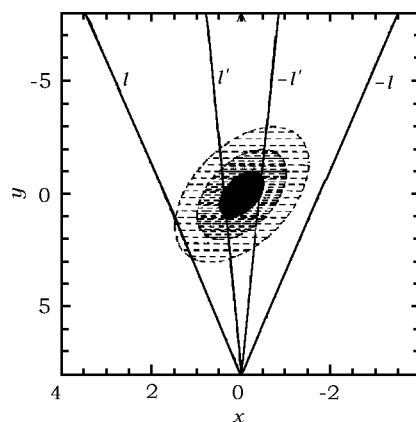


图 2 北银极处看到的棒结构示意图^[11]

3 个椭圆形区域示意性地说明棒结构的物质密度从中心向外逐渐减小，直线为观测者的不同视线方向。

1989 年，美国成功发射了专门用于宇宙背景辐射探测的 COBE 卫星。COBE 有一项观测计划称为“弥漫红外背景实验 (Diffuse Infrared Background Experiment, DIRBE)”，目的是要在 1.25 、 2.2 、 3.5 和 $4.9 \mu\text{m}$ 的近红外波段上作低角分辨率的巡天观测。1994 年，Weiland 等人^[44]利用 DIRBE 提供的近红外测光资料，发现核球区的面亮度分布是不对称的，从而证实了 Blitz 和 Spergel 的上述结论，并得出恒星棒的长短轴之比约为 0.6 ，但认为并没有发现棒与银道面斜交的证据。1995 年，通过对 DIRBE 测光资料的详细分析，Dwek 等人^[16]得出棒的三轴之比为 $1:0.33(\pm 0.11):0.23(\pm 0.08)$ ，其中棒长轴方向与银心视线方向的夹角(即位置角)为 $20^\circ \pm 10^\circ$ ，而棒长轴相对银道面的倾角充其量不会超过 2° 。

一些同类工作也进一步证实了上述结论，相关工作可参见文献^[45,46]。Gerhard^[23]对

此作了较为全面的评述。

2.3 恒星作为示踪源

红团簇 (red clump) 星密集于恒星赫罗图主序右上方一个范围不大的区域内, 它们比有同样表面温度的主序星更亮, 而温度则比有同样光度的主序星低。从恒星演化角度来看, 红团簇星处于核区的氦燃烧阶段。与处于类似演化阶段的水平分支 (HB) 星相比, 红团簇星的金属度较高而质量比较小。研究表明, 这类恒星的光度与其化学组成和年龄都近乎无关, 它们的光度分布较窄, 光度函数有一个明显的峰值, I 波段平均绝对星等为 $M_I = -0.28 \text{ mag}$, 弥散度为 $\sigma \approx 0.2$ [48]。由于具有以上特性, 红团簇星的平均光度提供了一种相当好的标准烛光, 这类标距天体最远可用于测定一些近距河外星系的光度距离。

1994 年, Stanek 等人 [14] 首先利用红团簇星来探测银河系核球的结构, 观测资料取自 Udalski 等人的一项称为“光学引力透镜实验 (Optical Gravitational Lensing Experiment, OGLE)”的长期计划 [49]。他们从 OGLE 计划取得 13 个 $15' \times 15'$ 视场、总天区面积接近 1 平方度中的约 5×10^5 颗恒星的观测资料, 在每个视场中发现有几千颗红团簇星。上述 13 个视场中, 有 9 个处于 Baade 窗内, 其资料用于红团簇星的光度定标。另外 4 个视场各有 2 个位于银心方向两侧 $l \approx \pm 5^\circ$ 的地方, 用于研究核球的结构。仔细比较后发现, 位于银心方向两侧的红团簇星的视星等相差 $(0.37 \pm 0.025) \text{ mag}$, 说明它们有着不同的日心距。Stanek 等人 [14] 认为, 这一观测事实可以用银河系核球具有三轴结构、即棒结构来合理地加以解释, 棒的长轴与银心视线方向的夹角不超过 45° , 棒靠近太阳的一端银经 $l > 0$ 。

1997 年, 利用从 OGLE 资料 7×10^5 颗恒星中所证认出的红团簇星, Stanek 等人 [50] 对棒的结构作了更为深入的研究。他们发现棒的位置角在 $20^\circ \sim 30^\circ$ 之间, 而三轴结构棒的轴比为 $3.5:1.5:1$ 。最近, Rattenbury 等人 [51] 利用 OGLE-II 资料中的红团簇星得到棒的位置角在 $24^\circ \sim 37^\circ$ 之间, 轴比为 $10:4:3$ 。

随着观测资料在数量和质量上的提高, 一些学者还进一步利用红团簇星来探讨银河系内区的细结构 [52,53], 有关内容将在后文加以评述。

除红团簇星外, 其他一些特殊类别的恒星也可以用来作为探测银河系棒结构的示踪源, 如 AGB 星、小变幅变星等。

1992 年, Weinberg [12] 首次利用渐近巨星支 (AGB) 星作为示踪源来探测银河系内区的棒结构。在赫罗图上 AGB 位于红巨星支 (RGB) 上方, 且大体上与 RGB 相平行。AGB 星是中低质量 (0.4~10 倍太阳质量) 恒星经 RGB 和 HB 阶段后的演化晚期产物 (在这之后此类恒星会经过行星状星云阶段而最终演化为白矮星), 其中心区有一个碳-氧核, 核的外围是一个氦燃烧壳层。Weinberg 从 IRAS 点源表 (Point Source Catalog) 中, 以一定的条件挑选了处于 $|b| < 3^\circ$ 天区范围内的 3 000 多个 AGB 星作为分析用样本。这些有强羟基发射的红外 OH/IR 星具有非常确定的平均热光度 (约 $8 \times 10^3 L_\odot$), 其标准偏差仅约为 $1 \times 10^3 L_\odot$, 因而可用作标准烛光来确定它们的光度距离。利用 AGB 星作为示踪源, Weinberg [12] 得出的结论是, 在银河系内区存在某种恒星棒, 棒的半长轴约为 5 kpc, 其位置角为 $-36^\circ \pm 10^\circ$, 负号表示棒长轴的近端位于日心银经 $l > 0$ 的天区内, 与其他示踪源所得出的有关恒星棒的结果相一致。同一时期, Whitelock 和 Catchpole [54] 利用银河系核区的 Mira 型变星作为棒结构的示踪源, 也得出了类似的结论。

2004 年, Wray 等人从 OGLE 发表的 20 多万颗银河系核球变星中, 找出 1.5 万多颗红巨星变星。根据若干判据, 他们在 33 个视场天区中确认了 5 000 多颗所谓 OGLE-A 型小变幅红巨星, 这些变星 I 波段视星等的范围相对较小, 均方根弥散仅为 0.44 mag, 因而可用作标准烛光。经过详细的分析, Wray 等人^[55]发现这类 OGLE-A 型小变幅红巨星的平均 I 波段视星等随银经而变, 从 $l = +8^\circ$ 处的 $I = 11.82$ mag, 增大到 $l = -5^\circ$ 处的 $I = 12.07$ mag。据此他们认为在银河系内区存在棒结构, 而这类变星便位于银河系棒内。

2.4 恒星计数

自 Kapteyn 的先驱性工作^[56]以来, 恒星计数法被广泛用来探究银河系中恒星分布的结构。但是, 因为银河系内区存在严重的星际消光, 可见光波段的恒星计数法就失效了。随着红外巡天观测的灵敏度和分辨率的提高, 人们开始利用红外源计数来探讨银河系核区的恒星分布, 其中包括棒结构。

利用恒星计数法探究棒结构是否存在的基本原理颇为简单。如果在银河系内区存在棒结构, 且棒与银心视线方向斜交, 那么对处于不同银经天区里并在某个确定的视星等范围内的恒星, 恒星数密度会随着银经的变动而表现有系统性的变化。只要建立合理的棒模型, 并与观测资料进行拟合, 便可以确定棒的长度和位置角。

1994 年, Hammersley 等人^[15]首次利用 TMGS(Two-Micron Galactic Survey) 资料探测银河系的内旋臂和棒。他们指出, 对于银河系内区结构的研究, 由红外波段的大尺度恒星计数法和由面测光得到的面亮度图可以互相补充以取得更精确的结果。一方面, 恒星计数法可以给出银道面附近、不同银经位置上局部小天区内恒星的星等分布和光度函数, 给有关模型以较强的观测约束。另一方面, 尽管面亮度图所给出的只是较大尺度上的平均流量, 对模型的约束要弱得多, 但这类资料可以用来研究银河系结构的完整图像。根据上述理由, Hammersley 等人^[15]通过恒星计数法得出结论: 在银河系内区存在某种棒结构, 棒的位置角约为 $75^\circ \pm 5^\circ$, 半长轴为 3.7~4 kpc。他们认为在棒近端的恒星形成区内存在众多非常明亮的大质量年轻星, 从而解释了银经 $l = 27^\circ$ 附近面亮度分布的峰值。

在 2000 年的一项工作中, Hammersley 等人^[57]又通过恒星计数以及对恒星红外 CM 图的详细分析后得到银河系棒结构的位置角约为 $43^\circ \pm 7^\circ$, 而半长轴约为 4 kpc。他们还认为, 银河系可能是一个有双棒结构的旋涡星系。

2003 年斯必泽 (Spitzer) 空间红外望远镜成功发射, 它为深入探究银河系棒结构提供了非常有用的观测资料。在斯必泽的科学计划中, 有一项称为 GLIMPSE(Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire), GLIMPSE 点源表提供了 $10^\circ \leq |l| \leq 65^\circ$ 、 $|b| \leq 1^\circ$ (总天区面积约为 220 平方度) 范围内约 3 000 万个中红外源, 观测波段为 3.6、4.5、5.8 和 8.0 μm , 分辨率好于 $2''$ 。2005 年, Benjamin 等人^[25]利用 GLIMPSE 点源表, 通过计数法确定恒星的银经、银纬和星等分布。他们的最终结论是: 银河系中心存在条状的棒结构, 棒的半长度为 (4.4 ± 0.5) kpc, 棒的位置角为 $44^\circ \pm 10^\circ$ 。同年, Churchwell 等人^[58]对有关工作做了简要的评述。

2.5 微引力透镜效应的应用

银河系内的一个恒星级天体, 因其自行运动偶然会恰好与远方另一天体位于(或非常接近)同一视线方向上, 由此产生的引力透镜现象称为微引力透镜。微引力透镜效应的观测表象是使

远方天体的亮度在一段较短的时间内略为增大,一旦透镜星偏离远方恒星的视线方向,微引力透镜效应即行消失,而远方天体便恢复到原有的亮度。微引力透镜现象的出现是一种小概率事件,该类事件的发生概率通常用光深来表示,即远方天体在任意时刻落入爱因斯坦环以内的概率。1991年, Paczyński^[59]曾根据一定的模型,估算出在 Baade 窗方向上,银河系内普通盘星对核球恒星的微引力透镜光深约为 $\tau = 4 \times 10^{-7}$,或者说在任意给定时刻,在每 2.5×10^6 颗核球恒星中,会出现一次亮度至少增大 0.3 mag 的微引力透镜事件。此外, Paczyński 还得出微引力透镜事件出现的持续时间 t_0 与透镜星质量的平方根成正比,对于 $0.1 \sim 1.0 M_{\odot}$ 质量范围的透镜星来说,时标 t_0 为 1 星期到 1 个月。在接下来的几年内,一些天文学家^[60~62]又做了类似的理论研究,得出光深为 $\tau = (0.5 \sim 1) \times 10^{-6}$ 。

1994年,通过对 OGLE 计划所测得的微引力透镜事件的分析, Udalski 等人^[63]首次估计出在 Baade 窗 ($l = 1^{\circ}, b = -4^{\circ}$) 和邻近 2 个视场 ($\pm 5^{\circ}, -4^{\circ}$) 方向上,银河系核球恒星的微引力透镜光深 $\tau = (3.3 \pm 1.2) \times 10^{-6}$,这一数字明显超过上述理论预期值。对此, Kiraga 和 Paczyński^[61]与 Giudice 等人^[62]的工作认为,上述差异可能起因于在理论模型中假设了核球是一个轴对称旋转体而不是棒。但他们对此并没有作进一步的深入讨论。

不久, Paczyński 等人^[64]解释了实测光深和理论光深间的差异,他们认为所发现的透镜天体很可能是银河系棒结构中的普通恒星,而棒的长轴方向朝着太阳。另一方面,上述理论模型中只是简单地设定在观测天区内作为透镜星的盘星遵循通常意义上的指数分布,并没有考虑棒结构存在的可能影响,因而光深的预期值便小于实测值。在接下来的 2 年内, Zhao 等人^[65]与 Zhao 和 Mao^[66]对银河系棒的微引力透镜效应做了更为深入的讨论。在 Zhao 等人的模型中,引入了一个质量为 $2 \times 10^{10} M_{\odot}$ 的棒,并得出其光深为 $\tau = (2.2 \pm 0.45) \times 10^{-6}$ ^[65]。Zhao 和 Mao^[66]进一步讨论了光深与棒的质量、径向轮廓、位置角、轴标长以及方正性 (boxyness) 等诸因素之间的关系。

近年来,利用微引力透镜效应探究银河系棒结构的研究正在不断深入,如 Popowski 等人^[67]和 Sumi 等人^[68]的工作。

2.6 恒星运动学

银河系内恒星群空间速度分布的统计规律,可以用史瓦西三轴速度椭球来描述,速度椭球 3 条主轴的长度通常是不等的。在有些情况中会出现椭球 2 条主轴的长度相等,这时三轴椭球退化为旋转椭球,又称等轴椭球。如星群的速度椭球表现为扁形的轴对称二轴旋转椭球,说明这群恒星存在绕短轴的系统性转动。如速度椭球是一个非轴对称的三轴椭球体,则表明星群中有较多的恒星主要沿椭球的长轴运动,即星群的运动存在所谓沿长轴的“偏优方向”,又称“奔赴点偏差 (vertex deviation)”。速度椭球的具体形状主要取决于影响星群运动的局部引力场,即星群所处天区的物质分布。根据上述原理,人们通过对银河系内区恒星运动学状态的分析,来探究该区域的恒星是构成旋转椭球状的二轴核球,还是长条形的三轴核球——棒状结构。

1994年, Zhao 等人^[69]首先开展了对银河系核区恒星的运动学研究。他们的样本星群是位于 Baade 窗方向的 62 颗核球 K 型巨星,它们都取得自行、视向速度和金属度资料。因为不知道这些恒星的日心距,在由自行换算为切向速度时恒星距离一律采用近似值 8.0 kpc。在这 62 颗样本恒星中, Zhao 等人按金属度大小作了分类,其中 $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.2$ 的 15 颗星归类为贫

金属星, 39 颗 $[\text{Fe}/\text{H}] \geq 0$ 的为富金属星。他们发现, 贫金属样本恒星的速度椭圆主轴为 $(\sigma_1, \sigma_2, \sigma_3) = ((154, 77, 83) \pm 25)$ km/s, 富金属星则有 $(\sigma_1, \sigma_2, \sigma_3) = ((126, 89, 65) \pm 13)$ km/s。据此他们认为, 在银河系内区存在主要由富金属星构成的三轴棒结构, 奔赴点偏差角 (vertex angle, 即视线方向与椭圆长轴方向间的夹角) 为 $l_v = -65^\circ \pm 9^\circ$, 而贫金属星的奔赴点偏差角仅为 $l_v = 25^\circ \pm 14^\circ$ 。

2007 年, Soto 等人 [28] 利用更大样本的核球恒星做了类似的研究。在他们的恒星样本中, 有位于 Baade 窗方向 315 颗已取得自行、视向速度和金属度观测资料的 K 和 M 型巨星, 其中 $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.5$ 的富金属星有 238 颗, $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.5$ 的贫金属星为 77 颗。Soto 等人 [28] 发现, 富金属星样本的奔赴点偏差是显著存在的, 偏差角为 $l_v = -34^\circ \pm 7^\circ$ 。贫金属星样本的相应值为 $l_v = 32^\circ \pm 13^\circ$, 考虑到其中的标准偏差, 他们认为所得出的 l_v 是不显著的。

就目前来看, 鉴于可用的样本星数并不很多, 又受到自行观测精度的限制, 由恒星运动学资料来探究银河系核区的棒结构只能得出某种定性的说明, 难以给出棒的结构参数等定量的结论。

有关银河系棒结构探测的历史进展还可参阅文献 [21~23,70]。

3 基本观测特征

银河系内区的棒结构可以用若干结构参数来描述, 其中主要是棒的半长轴长度 a 和三主轴的轴比 $a:b:c$ 。从观测角度来看, 另一个重要参数是棒长轴与银心方向的夹角, 即所谓位置角 ϕ 。此外, 还有棒的转动速度 Ω_p , 以及非轴对称棒的引力势部分与轴对称引力势的强度之比等 [46]。限于篇幅, 本章仅限于给出有关 a 、 $a:b:c$ 和 ϕ 的一些主要测定结果。

3.1 棒的结构参数

表 1 汇集了从不同观测途径、利用不同示踪源所确定的有关银河系恒星棒结构参数的一些主要结果, 其中部分数字间接取自参考文献 [21]。通常, 棒的三轴长度是指它们的标长。表中带有“?”的轴比, 是指棒结构在银道面上投影图形的长短轴之比。从表列数据可以看出, 由红外面测光和恒星测光有望取得较为完整的棒结构参数, 而由恒星运动学状态尚未能得出棒的结构参数。另一方面, 不同研究者由不同示踪源所取得的棒结构参数并不完全一致, 其中特别是位置角的测定值相差甚大, 其差值范围可达 $20^\circ \sim 75^\circ$ 。

3.2 双重结构问题

1995 年, Wozniac 等人 [73] 通过对 36 个盘状星系的 $BVRI$ 测光, 发现其中的 22 个星系具有多重三轴结构, 包括 13 个双棒星系和 3 个三棒星系。1996 年, Friedli 等人 [74] 对上述 13 个星系进行了 JHK 测光, 经过分析后认为其中有 7 个双棒星系, 3 个三棒星系, 另外 3 个具有其他形式的复杂结构。事实上, 从 1979 年起人们已经注意到了盘状星系内区这类复杂的细结构 (可参见文献 [74] 中的有关评述), 直至近年来仍不断有相关的研究工作发表 (参见文献 [75~77])。

那么, 银河系内区是否会有此类的复杂细结构呢? 由于人们身处银河系之内, 对这一问题的探究显然要比河外星系更加困难。

2000 年, Hammersley 等人 [57] 通过对银道面附近若干天区的近红外 CM 图和恒星计数

表 1 银河系棒的结构参数

探测途径	示踪源	$\phi/(\circ)$	a/kpc	$a:b:c$	参考文献	发表年份
红外面测光	气球资料	> 0	> 1.8		[11]	1991
	COBE	> 0		1:0.6:?	[44]	1994
	COBE	20 ± 10	2.2	1:0.33:0.23	[16]	1995
恒星测光	红团簇星	< 45	> 1		[14]	1994
	红团簇星	20~30	~ 0.9	3.5:1.5:1	[50]	1997
	红团簇星	24~37		10:4:3	[51]	2007
	AGB 星	36 ± 10	~ 5	3:2:?	[12]	1992
	Mira 型变星	45	~ 1.5	4:1:1	[54]	1992
恒星计数	IRAS 源	> 0			[71]	1991
	TMGS 恒星	75 ± 5	3.7~4		[15]	1994
	实测恒星	43 ± 7	4		[57]	2000
	GLIMPSE 源	44 ± 10	4.4 ± 0.5		[25]	2005
微引力透镜	OGLE	≤ 20		$\geq 3:1:?$	[64]	1994
	MACHO, OGLE	≤ 20		$\geq 3:1:?$	[66]	1996
恒星运动学	核球 K 型巨星				[69]	1994
	K、M 型巨星				[28]	2007
气体 ($l-v$) 图	H I, CO		~ 2		[10]	1980
	H I 等	16	~ 2.2		[42]	1994
	H I	35	~ 3	4:1:?	[72]	1996

结果的分析,首次提出在银河系内区有可能存在彼此独立的两个棒结构,其中主要棒结构(主棒)的半长轴为 4 kpc,在它的内区还有一个尺度仅为几百秒差距的三轴椭球——次棒。不过, Hammersley 等人并没有给出非常明确的结论性意见。

2001 年, Alard^[32] 利用 $|b| < 10^\circ$ 、 $|l| < 15^\circ$ 天区范围内的 2MASS 资料(约有 3 000 万颗恒星),通过恒星计数构筑恒星数密度分布图。他首先注意到样本恒星在银道面上的投影数密度轮廓大体上服从指数分布,且存在某种棒结构(见图 3(a))。接下来,在实测密度值中扣除理论指数分布密度值得到所谓“剩余密度(残差)”,而在剩余密度的分布图上明显呈现出一种较小的次棒结构,其尺度半径不超过 2° ,且取向与主棒显然不同(见图 3(b))。

2005 年, Nishiyama 等人^[53]详细分析了红团簇星的红外视星等 K 随银经 l 的变化,发现这种变化表现为某种非轴对称性,而且 $K-l$ 图上观测点曲线的斜率并没有始终保持为常数,在 $|l| \leq 4^\circ \sim 5^\circ$ 范围内明显变得较为平坦,据此他们认为在主棒的中心区存在另一个小尺度的次棒,尽管它的性质尚不太明确。同年, Babusiaux 和 Gilmore^[78]利用大样本红团簇星的深度近红外测光,得出了棒结构的位置角和半长轴长度,发现在银河系内区可能还存在第 2 个结构成分,但并没有探测到有次棒存在的明确证据。

最近, Cabrera-Lavers 等人^[52]以红团簇星作为示踪源,同时又利用 2MASS 资料进行恒星计数,来探究银河系内区的结构。他们发现在银心距 4 kpc 范围内存在两种显然不同的大尺度三轴结构:在银道面附近 ($|b| < 2^\circ$) 有一个长而细的恒星棒,棒的位置角为 $43^\circ \pm 1.8^\circ$,标高仅约为 100 pc;而在 $|b| \leq 7.5^\circ$ 的天区内有一个三轴核球,位置角为 $12.6^\circ \pm 3.2^\circ$,其标高超

过棒标高的 5 倍。如果把三轴椭球结构看作为主棒, 那么另一个长而细的恒星棒就是次棒。 $|b| > 3.5^\circ$ 、 $|l| < 10^\circ$ 天区内的恒星都属于核球 (主棒) 成员, 而在 $20^\circ < l < 28^\circ$ 、 $|b| \leq 0.5^\circ$ 的天区内则以次棒族天体为主^[52]。

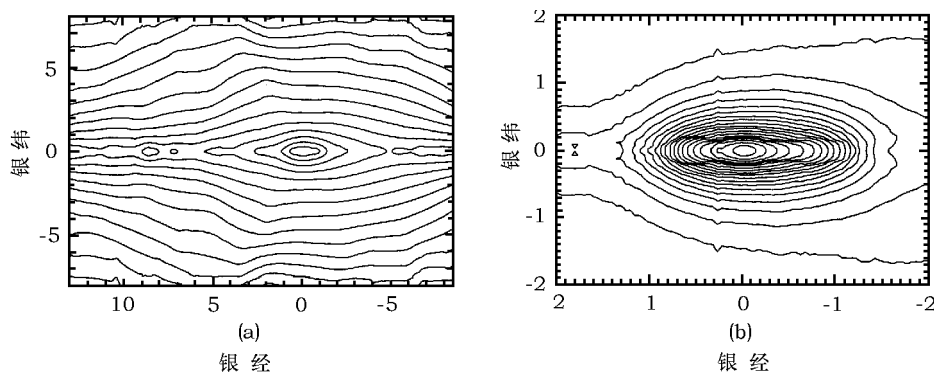


图 3 (a) 银河系内区样本恒星投影面数密度的分布, 对于 $|b| > 2^\circ$ 的天区, 在 $l > 0$ 处表现为密度系统性偏高; (b) 剩余密度的分布图, 次棒非对称性的偏向与大尺度主棒的情况相反^[32]。横坐标为银经, 纵坐标为银纬, 注意两幅图的不同标度。

银河系 (以及河外星系) 中棒结构的存在, 以及棒结构的具体情况 (如结构参数), 对相关天体物理学研究具有重要意义。棒是星系内部最强的引力扰动源, 它的存在会影响到星系中的盘、核球以至暗物质晕等结构成分。棒还可能是星系长期演化的主要驱动源之一, 会造成星际气体的内流运动, 促使星系核区附近恒星的暴发式形成 (星暴), 并导致星系中元素丰度径向梯度发生变化^[80~82]。总之, 尽管棒是位于星系内区的一种结构, 然而它对从内部因素来探究星系的形成和演化尤为重要, 而这正是人们之所以对银河系和星系的棒结构开展多方面观测研究的原因。

在最近十几年内, 有关银河系棒结构研究的进展颇为明显, 银河系是一个棒旋星系已得以确认, 但至今仍有一些重要问题尚未很好得以解决。例如, 是否需要棒状核球和盘内的棒结构加以区分, 或者说是否需要棒对银河系内不同年龄、不同金属度成员分别加以讨论? 各类示踪源 (包括气体的近红外辐射、红团簇巨星、近红外恒星计数、IRAS 源、微引力透镜等) 在多大程度上反映了银河系中的质量分布? 能否利用动力学模型正确预言现已观测到的核球中恒星的运动学状态, 以及所测得的微引力透镜在持续时间上的分布? 在银河系内区是否确实存在双棒或者甚至更为复杂的结构? 这一系列重要问题, 极需人们进行更深入的研究。

参考文献:

- [1] Hubble E P. The Realm of the Nebulae. New Haven: Yale University Press, 1936
- [2] de Vaucouleurs G. Handbuch der Physik. In: Flügge S ed. Berlin: Springer, 1959, 53: 275
- [3] Rougoor G, Oort J H. Proc. Nat. Acad. Sci. 1960, 46: 1
- [4] Rougoor G. Bull. Astron. Inst. Netherlands, 1964, 17: 381
- [5] de Vaucouleurs G. The Galaxy and the Magellanic Clouds, In: Kerr F, Podgers A eds. Canberra: Australian Acad. Sci., 1964: 195
- [6] de Vaucouleurs G. The Spiral Structure of our Galaxy, In: Becker W, Contopoulos D eds Dordrecht: Reidel, 1970: 18

-
- [7] Oort J H. *ARA&A*, 1977, 15: 295
- [8] Kerr F J. In: van Woerden H ed. *IAUS*, 31, *Radio Astronomy and the Galactic System*, London: Academic, 1967: 239
- [9] Peters W L III. *ApJ*, 1975, 195: 617
- [10] Liszt S H, Burton W B. *ApJ*, 1980, 236: 779
- [11] Blitz L, Spergel D N. *ApJ*, 1991, 379: 631
- [12] Weinberg M D. *ApJ*, 1992, 384: 81
- [13] Long K, Ostriker J P, Aguilar L. *ApJ*, 1992, 388: 362
- [14] Stanek K Z, Mateo M, Udalski A *et al.* *ApJ*, 1994, 429: L73
- [15] Hammersley P L, Garzón F, Mahoney T *et al.* *MNRAS*, 1994, 269: 753
- [16] Dwek E, Arendt R G, Hauser M G *et al.* *ApJ*, 1995, 445: 716
- [17] Friedli D, Wozniak H, Rieke M *et al.* *A&AS*, 1996, 118: 461
- [18] Morris M. *ARA&A*, 1996, 34: 645
- [19] Fux R, Friedli D. *ASP Conference series*, 1996, 91: 529
- [20] Friedli D. *ASP Conference series*, 1996, 91: 378
- [21] Gerhard O E. *IAUS*, 1996, 169: 79
- [22] Gerhard O E. *ASPC*, 1999, 182: 307
- [23] Gerhard O E. *ASPC*, 2002, 273: 73
- [24] Binney J, Merrifield M. *Galactic stromony*. Princeton: Princeton University Press, 1998: 616
- [25] Benjamin R A, Churchwell E, Babler B *et al.* *ApJ*, 2005, 630: L149
- [26] López-Corredoira M, Cabrera-Lavers A, Mahoney T J *et al.* *ApJ*, 2007, 133: 154
- [27] Cabrera-Lavers A, Hammersley P L, González-Fernández C *et al.* *A&A*, 2007, 465: 825
- [28] Soto M, Rich R M, Kuijken K. *ApJ*, 2007, 665: L31
- [29] Minchez I, Nordhaus J, Quillen A C. *ApJ*, 2007, 664: L31
- [30] Pohl M, Englmaier P, Bissantz N. *ApJ*, 2008, 677: 283
- [31] Curir A, Mazzei P, Murente G. *A&A*, 2008, 481: 651
- [32] Alard C. *A&A*, 2001, 379: L44
- [33] Mishiyama S, Nagata T. *IRSF/SIRIUS teams*, *Journal Physics: Conference Series*, 2006, 54: 62
- [34] Beaton R, Majewski S R, Guhathakurta P *et al.* *ApJ*, 2007, 658: L91
- [35] Lindblad B. *Stockholm Obs. Ann.* 1956, 2
- [36] Stark A A. *ApJ*, 1977, 213: 368
- [37] Burman S, Loinard L. *MNRAS*, 2002, 370: 1499
- [38] Binney J, Tremaine S. *Galactic Dynamics*, Princeton: Princeton University Press, 1987: 146
- [39] Sanders R H, Huntley J M. *ApJ*, 1976, 209: 53
- [40] Gerhard O E, Vietri M. *MNRAS*, 1986, 223: 337
- [41] Mulder W A, Liem B T. *A&A*, 1986, 157: 148
- [42] Binney J, Gerhard O E, Stark A A *et al.* *MNRAS*, 1991: 252
- [43] Matsumoto T *et al.* *The Galactic Center*. Riegler G, Blandford R, eds. New York: American Institute of Physics, 1982: 48
- [44] Weiland J L, Arendt R G, Berriman G B *et al.* *ApJ*, 1994, 425: L81
- [45] Bissantz N, Englmaier P, Binney J J *et al.* *MNRAS*, 1997, 289: 651
- [46] Sevenster M N. *MNRAS*, 1999, 310: 629
- [47] Perryman M A C, Lindegren L, Kovalevsky J *et al.* *A&A*, 1995, 304: 69
- [48] Paczyński B, Stanek K Z. *ApJ*, 1998, 494: L219
- [49] Udalski A, Szymański M, Kaluźny J *et al.* *Acta. Astron.* 1992, 42: 253
- [50] Stanek K Z, Udalski A, Szymański M *et al.* *ApJ*, 1997, 477: 163
- [51] Rattenbury N J, Mao S, Suma T *et al.* *MNRAS*, 2007, 378: 1064
- [52] Cabrera-Lavers A, Hammersley P L, González-Fernández C *et al.* *A&A*, 2007, 465: 825

- [53] Nashiyama S, Nagata T, Baba D *et al.* ApJ, 2005, 621: L105
- [54] Whitelock P, Catchpole R. In: Blitz L ed. The Center, Bulge, and Disk of the Milky Way. Dordrecht: Kluwer, 1992: 103
- [55] Wray J J, Eyer L, Paczyński B. MNRAS, 2004, 349: 1059
- [56] Kapteyn J C. ApJ, 1922, 55: 302
- [57] Hammersley P L, Garzón F, Mahoney T *et al.* MNRAS, 2000, 317: L45
- [58] Churchwell E. GLIMPSE Team. RevMexAA 2, 2005, 23: 53
- [59] Paczyński B. ApJ, 1991, 371: L63
- [60] Griest K, Alcock C, Axelrod T S. ApJ, 1991, 387: 181
- [61] Kiraga M, Paczyński B. ApJ, 1994, 430: L101
- [62] Giudice G F, Mollerach S, Roulet E. Phys. Rev. D. 1994, 50: 2406
- [63] Udalski A, Szymański M, Stanek K Z *et al.* Acta Astron. 1994, 44: 165
- [64] Paczyński B, Stanek K Z, Udalski A *et al.* ApJ, 1994, 435: L113
- [65] Zhao H S, Spergel D N, Rich R M. ApJ, 1995, 440: L13
- [66] Zhao H S, Mao S. MNRAS, 1996, 283: 1197
- [67] Popowski P, Griest C L, Thomas K H *et al.* ApJ, 2005, 631: 879
- [68] Sumi T, Woźniak P R, Udalski A *et al.* ApJ, 2006, 636: 240
- [69] Zhao H S, Spergel D N, Rich R M. AJ, 1994, 108: 2154
- [70] Minniti D, Zoccali M. IAUS, 2008, 245: 323
- [71] Nakada Y, Deguchi S, Hashimoto O *et al.* Nature, 1991, 353: 140
- [72] Weiner B J, Sellwood J A. IAUS, 1996, 169: 145
- [73] Wozniak H, Friedli D, Martinet L *et al.* A&AS, 1995, 111: 115
- [74] Friedli D, Wozniak H, Rieke M *et al.* A&AS, 1996, 118: 461
- [75] Erwin P, Sparke L S. AJ, 2002, 124: 65
- [76] Erwin P, Sparke L S. ApJS, 2003, 146: 299
- [77] Debattista V P, Shen J T. ApJ, 2007, 654: L127
- [78] Babusiaux C, Gilmore G. MNRAS, 2005, 358: 1309
- [79] Eskridge P B, Frogel J A, Pogge R W *et al.* AJ, 2000, 119: 536
- [80] Kormendy J, Kennicutt Jr R C. ARAA, 2004, 42: 603
- [81] Athanassoula E. MNRAS, 1992, 259: 345
- [82] Martin P, Roy J-R. ApJ, 1994, 424: 599

Barlike Structure in the Inner Galaxy

ZHAO Jun-liang

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

Abstract: The presence of a large scale bar in the inner Galaxy has been well established by various tracers since 1990s, such as near infrared radiation (NIR) light, red clump giants, AGB stars and IRAS sources, and by different methods, such as kinematics of Galactic Center gas, bulge surface brightness, NIR star counts and kinematics of stars. Therefore, our Milky Way should be morphologically catalogued as a barred spiral galaxy instead of a normal spiral one.

In earlier years the(l, v) diagrams of the 21cm emission of neutral hydrogen and/or the 2.6 mm emission of CO were used to detect the bar-like structure in the inner Galaxy. Based on the

noncircular radial motions seen in the HI in the inner region of our Galaxy, de Vaucouleurs first suggested the Galaxy is likely to be a barred spiral. Because of the presence of a triaxial bar, the (l, v) diagram in the inner Galaxy differs remarkably from what it would be if the gas was all on circular orbits in an axisymmetric potential.

All-sky surveys in the infrared bands are powerful tools for exploring the structure at the Galactic center since the dust absorption is greatly reduced in the IR. In 1991, the first direct evidence for a triaxial stellar bar at the galactic center was detected in the $2.4 \mu\text{m}$. Since the bar is oriented obliquely to the Sun-Galactic center line, for stars at the closer end of the bar their heliocentric distances should be smaller relatively to stars at the farther end, and hence their surface brightness should be relatively brighter. In this respect, the low angular resolution maps of the Galactic bulge at infrared bands obtained by COBE have provided very useful observational data.

The bulge red clump stars can be used as quite good tracers to investigate the barlike structure in the inner Galaxy. From the distribution in the CM diagram of red clump stars and stellar evolution theory it is expected that these stars are relatively bright and have a narrow luminosity distribution, so they can be adopted as a standard candle to estimate their distances. Observations show that the visual magnitudes of such kind of stars in the fields with positive Galactic longitudes are significantly brighter than those with negative longitudes. This means that there is a triaxial structure, or a bar in the center, which is inclined to the Sun-center line.

Another approach for studies of the Galactic bar is star counts. The principle of the approach is simple: if there is a bar in the inner Galaxy which is tilted to the Sun-center line, the star number density in the region of the longitude l should be systematically increased or decreased with l changing. Based on star number density distribution from the TMGS, the presence of the barlike structure in the inner Galaxy is confirmed, the length and the position angle of the bar are estimated.

Since 1990s, the microlensing effect has been used to explore the barlike structure in the inner Galaxy. Information about the mass distribution in the inner Galaxy such as a bar can be drawn from the microlensing probability (optical depth) towards the Galactic center. It has been found that the optical depth deduced from observed microlensing events is obviously larger than that of expected, which can be well interpreted by a barlike structure. The position angle and the axis ratio of the bar can be estimated by detailed analyses of the differences between the observed and expected optical depths.

Finally, some main results of the structure parameters of the triaxial bar determined from various methods by authors are listed, and the possible double-barred structure in the inner Galaxy is briefly described.

Key words: Milky Way Galaxy; spiral; barred spiral; barlike structure; bulge