

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2015.02.03

# 银河系质量的多途径测定

赵君亮<sup>1,2</sup>

(1. 中国科学院 上海天文台, 上海 200030; 2. 上海师范大学, 上海 200233)

**摘要:** 对测定银河系质量的一些主要方法及若干重要相关问题做了简要介绍, 包括运动学方法 (含自转曲线法)、伴天体的潮汐半径、逃逸速度法和计时推理法等。给出近 40 年来较有代表性的银河系质量的实测结果, 并加以比较和讨论。迄今为止银河系质量的测定值仍有相当大的不确定性, 未来的空间观测资料有望对此做出明显的改进。

**关键词:** 银河系质量; 暗物质; 自转曲线; 潮汐半径; 逃逸速度; 计时推理; 自行

**中图分类号:** P156.4 **文献标识码:** A

## 1 引 言

自从英国著名天文学家威廉·赫歇尔 (Herschel) 在实测基础上证实银河系的存在, 并提出第一个银河系结构模型以来, 人类的视野从太阳系 (几十天文单位尺度) 拓展到了银河系 (10 万光年尺度)<sup>[1,2]</sup>。自此, 天文学家开始对银河系的总体性质进行全方位的探究, 其中包括测定一些重要的银河系参数, 如太阳银心距, 太阳圆运动速度, 银河系自转特征和 Oort 常数, 银河系及其次结构的尺度, 以及银河系质量等。随着资料的累积和方法的改进, 上述多数参数的测定结果已日趋精准, 但银河系总质量的估值至今仍有相当大的不确定性, 其主要原因是对于位于银河系外区的示踪天体仍缺乏高精度观测资料 (如距离和自行), 也与样本天体容量和估算方法的合理选取等诸多因素有关<sup>[3-5]</sup>。

1922 年, 荷兰天文学家卡普坦 (Kapteyn)<sup>[6]</sup> 综合利用若干选区中的恒星计数结果以及恒星的视向速度和自行资料, 首次给出银河系质量  $M_G$  的粗略估值:  $M_G = (0.6 \sim 1.0) \times 10^{11} M_\odot$ , 这里  $M_\odot$  为太阳质量。不久, Lindblad<sup>[2]</sup> 提出了银河系的较差自转模型, 并在此基础上得到  $M_G = 1.8 \times 10^{11} M_\odot$ ; 差不多同一时期, Oort<sup>[7]</sup> 给出的结果是  $M_G \geq 8 \times 10^{10} M_\odot$ 。显然, 鉴于目标恒星的日心距不大, 早期获得的这些数值大体上只是反映了太阳银心距  $R_\odot$  (即太阳圈) 范围内的银河系质量。

收稿日期: 2014-07-25; 修回日期: 2014-12-29

资助项目: 国家自然科学基金 (11373054); 中国科学院战略性先导科技专项 B 类 (XDB09010100)

通讯作者: 赵君亮, jlzha@shao.ac.cn

随着由非重子暗物质构成的大质量暗晕的确认<sup>[8]</sup>,人们对银河系质量的认知发生了质的变化——银河系暗晕的质量应该远大于其光度质量。暗晕的范围可包容最远的球状星团,甚至延伸到银河系的近邻伴星系处,而所谓“银河系质量”也就应该是包括暗晕在内的银河系动力学质量(在太阳圈以内,非重子物质成分的占比可以忽略不计<sup>[9]</sup>)。于是,一些高光度远距天体便被用作探测银河系结构、确定银河系质量的示踪天体,其中应用最为广泛的是球状星团<sup>[3-5,10-20]</sup>和银河系矮伴星系<sup>[3-5,10,12,18,21-23]</sup>;此外还有其他一些晕天体,如水平支场星<sup>[4,5]</sup>、天琴 RR 型变星<sup>[24-26]</sup>、红巨星<sup>[5,25]</sup>等。少数工作也有用到伴星系中的一些高光度天体(如碳星和行星状星云<sup>[21]</sup>)。

与质量相关的一个问题是如何界定银河系的范围。鉴于暗物质主要分布在银河系外区,外晕(outer halo)和外晕示踪天体便成为人们关注的重点。外晕并无物理上的内边界,而根据若干理由,Carney<sup>[25]</sup>认为外晕银心距可取  $R \geq 25$  kpc,并为后人所认可<sup>[22]</sup>。至于外晕的外边界,则至少已探测到  $R \geq 200$  kpc 的示踪天体<sup>[22,23,27-29]</sup>。

在目前所能取得之观测数据的基础上,银河系质量可以通过多种途径来加以推算,如利用外晕天体的运动学资料<sup>[3,5,10,17,19,21-23,30-40]</sup>,伴星系(或者球状星团)的潮汐半径(tidal radius)<sup>[12,14,27,41-43]</sup>,逃逸速度(escape velocity)<sup>[23,44-48]</sup>,以及计时推理法(timing argument)<sup>[18,35,49-53]</sup>等。

为了通过实测途径确定银河系的质量,所需要的观测资料主要是示踪天体的视向速度、自行和距离,并由此推知天体的位置和空间运动。不过,对于远距离的目标天体来说,自行测定颇为不易,甚至难以取得。另外,为测得示踪天体的距离,有时还需要取得目标天体的多色测光资料。

本文先对用于确定银河系质量的一些主要实测方法和若干相关问题以简要的介绍,然后给出迄今所取得的代表性实测结果并作比较式讨论,最后在此基础上展望银河系质量测定工作的未来发展趋势。

## 2 主要实测方法综述

银河系引力场取决于银河系质量及其分布,示踪天体的结构和运动学状态则受制于银河系引力场,因而可用于探测银河系的质量和物质分布。在确定银河系质量的诸多实测途径中,工作做得最多的是利用外晕天体的运动学资料,其经典做法便是借助银河系自转曲线。

### 2.1 运动学方法

1974 年 Einasto 等人<sup>[54]</sup>指出,一个球对称星系的质量可由下式估算:

$$M(R) = RV_c(R)^2/G \quad , \quad (1)$$

这里  $R$  为星系半径,  $M(R)$  是  $R$  范围内星系的质量,  $V_c(R)$  是中心距  $R$  处天体绕星系中心的转动速度,  $G$  为引力常数。式(1)如用于非球对称系统,可引起  $M(R)$  10% 的误差<sup>[54]</sup>。上式用于银河系时,  $V_c(R)$  即为自转曲线最远端(银心距为  $R$ ) 处示踪天体绕银心的圆运动速

度。不过, 自转曲线法的适用范围通常不会超过 20 kpc<sup>[4,55]</sup>。不久, Burbidge<sup>[31]</sup>对式 (1) 做了修订, 以适用于不同的恒星系统。

考虑到更为细致的运动学和动力学因素, 人们在上述工作的基础上又陆续提出了其他一些较为复杂的  $M_G$  估算方法<sup>[15,17,21,22,35,56,57]</sup>, 包括建立参数化银河系质量模型, 并应用贝叶斯方法<sup>[3,4,18,22,58]</sup>或最大似然法<sup>[28,39]</sup>, 以同时求解除银河系质量之外的其他一些模型参数 (如厚盘和薄盘的标长, 太阳银心距, 太阳圆运动速度等)。近期的代表性工作如 Watkins 等人<sup>[57]</sup>利用 26 个伴星系的视向速度资料, 得出  $M_G = (9 \pm 3) \times 10^{11} M_\odot$  ( $R < 300$  kpc, 且设速度为各向同性分布)。

另一方面, 本世纪初的一些工作表明, 由不同银心距示踪天体的日心速度, 经太阳本动和 LSR 运动改正后, 便可得到它们的观测速度弥散度轮廓, 与质量模型所预言的理论速度弥散度轮廓相比较, 便可估算出银河系质量<sup>[38-40,59]</sup>。

当然, 因模型选取的不同, 结果亦不尽相同, 有时甚至会相差很大。例如, 2006 年 Battaglia 等人<sup>[38,59]</sup>用 TF 模型 (truncated flat model) 和 NFW 模型 (由 Navarro、Frenk 和 White 提出的模型) 分别得到:  $M_G = 5.0_{-1.7}^{+2.5} \times 10^{11} M_\odot$  和  $M_G = 9.4_{-0.9}^{+1.4} \times 10^{11} M_\odot$  ( $R < 120$  kpc), 相差几近 1 倍。

## 2.2 伴天体的潮汐半径

因受银河系潮汐力场的作用, 经足够时间的动力学演化后, 银河系伴天体 (矮伴星系或球状星团) 必存在某个外部边界, 即所谓极限半径或潮汐半径, 在这一半径范围之外, 伴天体成员星的密度为 0<sup>[60]</sup>。1957 年, von Hoerner<sup>[61]</sup>从理论上推导出以下关系式 (其中假设伴天体沿直线轨道趋近或远离银河系中心运动):

$$r_{\text{tidal}} = R(m/2M_G)^{1/3}, \quad (2)$$

式中  $r_{\text{tidal}}$  为伴天体的潮汐半径,  $R$  是伴天体的银心距,  $m$  为伴天体的质量。据此, 如果能设法知道伴天体的银心距  $R$ 、潮汐半径  $r_{\text{tidal}}$  和质量  $m$ , 便可估算银河系的质量  $M_G$ 。在关系式 (2) 中, 银心距  $R$  可由标距天体 (如天琴 RR 型变星等) 来加以测定, 潮汐半径  $r_{\text{tidal}}$  需借助伴天体的径向密度轮廓, 而质量  $m$  可由伴天体中心区的速度弥散度 (球状星团)、或质光比 (伴星系) 等来确定或估算。

继上述早期工作之后, 一些作者在考虑了更为细致的运动学和动力学因素之基础上, 对式 (2) 做了一些修订<sup>[14,27,41,42]</sup>, 如 1962 年 King<sup>[41]</sup>给出的相应关系式为:

$$r_{\text{tidal}} = R_{\text{peri}} \left[ \frac{m}{M_{G,\text{peri}}(3+e)} \right]^{1/3}, \quad (3)$$

而 1983 年 Innanen 等人<sup>[14]</sup>进而把上式修正为:

$$r_{\text{tidal}} = \frac{2}{3} R_{\text{peri}} \left[ \frac{m}{M_{G,\text{peri}}(3+e)} \right]^{1/3}. \quad (4)$$

其中,  $e$  为伴天体绕银河系运动轨道的偏心率,  $R_{\text{peri}}$  是伴天体运动轨道的近银心距, 而  $M_{G,\text{peri}} \equiv M_G(R_{\text{peri}})$  是在  $R_{\text{peri}}$  范围内银河系的质量。

在由伴天体潮汐半径确定银河系质量时,难以回避的一项不确定性因素是投影问题——观测者所能取得的伴天体图像乃是其三维实体的二维投影,因而潮汐半径的观测值一般应小于其实际值<sup>[14]</sup>。自20世纪80年代起很少有人通过上述途径来估算银河系的质量,这至少应该是重要原因之一。

### 2.3 逃逸速度法

根据逃逸速度的一般性定义,可以有:

$$V_{\text{esc}} = \sqrt{2GM_G/R_*} \quad , \quad (5)$$

式中,  $R_*$  为目标恒星的银心距,  $V_{\text{esc}}$  是该位置上恒星能脱离银河系引力场束缚的逃逸速度。对于太阳邻域内的目标星 ( $R_* \approx R_\odot$ ), 上式给出的  $V_{\text{esc}}$  称为银河系的本地逃逸速度。由式(5)可得:

$$M_G = R_\odot V_{\text{esc}}^2 / 2G \quad , \quad (6)$$

这就是由逃逸速度  $V_{\text{esc}}$  估算银河系质量  $M_G$  的基本公式。

如在银河静止标准中,样本恒星空间运动速度分布之高速端,即所谓“高速星(HVS)”的速度,呈现出一个明显的截止值  $V_{\text{max}}$ , 则可以认为  $V_{\text{max}}$  便是恒星脱离银河系引力场束缚的逃逸速度之下限, 即有  $V_{\text{esc}} \geq V_{\text{max}}$ 。1987年, Carney 和 Latham<sup>[46]</sup> 由这条途径得出本地逃逸速度为  $V_{\text{esc}} \geq 525 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  (可参见图1<sup>[40]</sup>)。

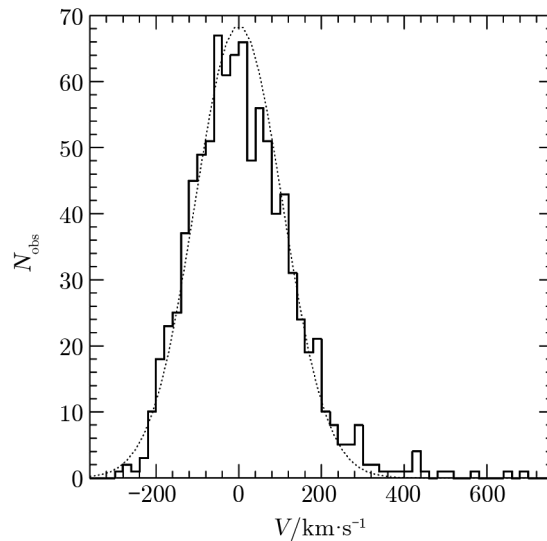


图1 银河静止标准中910颗晕族恒星空间速度之频数分布<sup>[40]</sup>

另一方面,若记银河系平坦自转曲线最远端(称为临界点或截止点)的银心距为  $R_{\text{cut}}$ (亦称截止银心距:当  $R > R_{\text{cut}}$  时银河系自转遵循开普勒规律),则不难推出<sup>[46,62,63]</sup>:

$$M(R_{\text{cut}}) = M(R_\odot) \exp \left[ \frac{1}{2} \left( \frac{V_{\text{exc}}}{V_\odot} \right)^2 - 1 \right] \quad , \quad (7)$$

式中,  $M(R_{\odot})$  是太阳圈范围内的银河系质量,  $V_{\odot}$  为太阳圆运动速度。2007 年, Smith 等人<sup>[47]</sup> 利用 RAVE 巡天等工作所提供的 HVS 样本, 得到  $V_{\text{esc}} \approx 544 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ,  $R_{\text{cut}} = R_{\odot} \exp(V_{\text{esc}}^2/2V_{\odot}^2 - 1) \approx 58 \text{ kpc}$ , 以及银河系质量  $M_{\text{G}} = 1.42_{-0.54}^{+1.14} \times 10^{12} M_{\odot}$ 。

从动力学角度来看,  $V_{\text{esc}}$  的重要性在于它是唯一能用于探索太阳圈以外银河系质量分布的本地可测量, 为确定银河系总质量提供了强有力的观测约束; 作为比较, 太阳圆运动速度  $V_{\odot}$  则主要取决于太阳圈以内的银河系质量<sup>[47]</sup>。正因为如此, 实际上关于本地逃逸速度的工作, 自 20 世纪 20 年代起便已开始<sup>[64]</sup>, 并受到后人的广泛关注<sup>[35,63,65,66]</sup>。就目前的研究结果来看,  $V_{\text{esc}}$  的最优估值也许可取为  $(550 \pm 50) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ <sup>[40]</sup>。

式 (7) 所给出的是银心距  $R \leq R_{\text{cut}}$  范围内的银河系质量, 在更大尺度上本地逃逸速度便无能为力, 这时需引入任意银心距处的逃逸速度  $V_{\text{esc}}(R)$ 。1995 年, Peebles<sup>[23]</sup> 给出  $V_{\text{esc}} = 210 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  ( $R = 200 \text{ kpc}$ ), 并得到  $M_{\text{G}} = 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  ( $R \leq 200 \text{ kpc}$ )。2010 年, Brown 等人<sup>[40]</sup> 给出以下多项式来拟合  $V_{\text{esc}}(R)$  与  $R$  间的关系:

$$V_{\text{esc}}(R) = -2.30 \times 10^{-4} R^3 + 0.0588 R^2 - 6.62 R + Z \quad , \quad (8)$$

对于  $15 < R < 100 \text{ kpc}$ , 可取  $Z = 619 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。

## 2.4 计时推理法

由计时推断理论估算银河系质量的方法首先由 Kahn 和 Woltjer<sup>[49]</sup> 提出, 并用于推算本星系群成员的质量。该方法的基本思想是, 设有一对远距天体 (如双重星系等), 把它们视为孤立的两个点质量, 且不受周围其他外部天体引力作用的影响。大爆炸之初两者紧靠在一起, 即初始时刻两者间的距离  $R_0 = 0$ , 之后便互相分离。显然, 这属于天体力学中的二体问题, 根据牛顿引力理论可得:

$$R = a(1 - e \cos \chi) \quad , \quad t = (a^3/GM_{\text{D}})^{1/2}(\chi - e \sin \chi) \quad , \quad (9)$$

式中  $R$  是两个星系之间目前的距离,  $t$  为大爆炸 (即初始时刻  $t_0 = 0$ ) 后所经历的时间,  $a$  和  $e$  分别为运动轨道之半长径和偏心率,  $\chi$  是偏近点角,  $G$  仍为引力常数, 而  $M_{\text{D}}$  为该双重星系的总质量。如以银河系与仙女星系组成的双重星系为例, 则  $V = dR/dt$  为仙女星系的银心径向速度, 可以由观测日心视向速度求得, 而  $t$  可取目前宇宙的年龄。鉴于尚无法取得仙女星系的切向速度, 可先假设该星系具有径向轨道 (角动量为零), 即有  $e = 1$ 。于是, 利用上述公式可以推算出偏近点角  $\chi$ 、轨道半长径  $a$  以及该双重星系的总质量  $M_{\text{D}}$ 。如进而合理设定银河系与仙女星系的质量比为 1:2 (与它们的光度比相同), 于是便不难估得银河系的质量。

如以某个伴星系取代仙女星系, 构成银河系一伴星系双重系统, 鉴于伴星系质量远小于银河系质量, 这时就有  $M_{\text{D}} \approx M_{\text{G}}$ , 从而可估得银河系的质量。有人称按计时推理法得出的银河系质量为计时质量, 或质量的计时估计, 或 TA 质量估计<sup>[51]</sup>。

上述推理过程中实际上隐含了若干近似: 如双重星系作为孤立系统, 没有考虑本星系群内其他星系的引力作用; 仙女星系 (或伴星系) 的运动轨道取为径向轨道 ( $e = 1$ ); 两个星系形成于  $t_0 = 0$  时刻 (即  $t$  取宇宙年龄), 形成后它们按质点运动规律运动; 目前仙女星系 (或

伴星系) 处于首次朝向银河系趋近过程之中, 尚未抵达过近银心点等。可以证明, 在上述前提下所推算出的银河系质量是实际质量之下限<sup>[50]</sup>。

继 Kahn 和 Woltjer<sup>[49]</sup> 的工作之后, 一些作者在对上述方法予以改进的基础上做了不少类似的讨论<sup>[21,51-53,67,68]</sup>, 其中与银河系构成双重星系的大多用了伴星系 Leo I<sup>[18,51,69]</sup>。例如, 最近 Sohn 等人<sup>[69]</sup> 通过对伴星系 Leo I 的空间运动进行研究, 得出  $M_G = 3.15_{-1.36}^{+1.58} \times 10^{12} M_\odot$ 。

除以上主要途径外, 可用于估算银河系质量的还有其他一些方法, 如通过银河系伴星系运动轨道之椭率分布与模拟预期值的比较<sup>[29]</sup>, 以及利用星流次结构<sup>[43]</sup>等, 这里不详细展开。

### 3 若干重要相关问题

#### 3.1 银河系质量模型

在有关  $M_G$  的测定过程中, 需要用到银河系质量 (分布) 模型, 如 Jaffe 模型<sup>[36]</sup>, TF 模型<sup>[3]</sup>, NFW 模型<sup>[70]</sup>, 以及赝等温球模型 (pseudo-isothermal sphere model)<sup>[5]</sup>, 等等。这些模型的主要差别在于太阳圈以远的物质分布。

例如, 与星系盘运动学特征相一致, 且密度分布有某个截断值的最简单模型是 Jaffe 模型<sup>[36]</sup> (TF 模型可看作为 Jaffe 模型之拓展<sup>[3]</sup>), 该模型中物质密度的径向分布轮廓为<sup>[35]</sup>:

$$\rho(R) = \frac{V_c^2}{4\pi GR^2} \frac{R_{\text{cut}}^2}{(R + R_{\text{cut}})^2} \quad (10)$$

当  $R \leq R_{\text{cut}}$  时, 上述模型给出一条平坦自转曲线; 当  $R > R_{\text{cut}}$  时, 密度分布按  $\rho \propto R^{-4}$  变化规律而迅速截止。Jaffe 模型的总质量为<sup>[35]</sup>:

$$M = V_c^2 R_{\text{cut}} / G \quad (11)$$

式 (1) 即由此而来。

在实际工作中, 质量模型的选取往往因研究者而异, 这当然会影响到  $M_G$  的测定结果。不过, 一些研究表明, 模型的不同对  $M_G$  测定值之影响有时并不显著<sup>[4,5]</sup>。2005 年, Bettaglia 等人以 9 个伴星系、44 个球状星团、130 颗水平支场星和 57 个晕族红巨星为示踪天体, 利用 TF 模型和 NFW 模型分别估算银河系的质量, 得到  $M_G = 1.2_{-0.5}^{+1.8} \times 10^{12} M_\odot$  (TF 模型) 和  $M_G = 0.8_{-0.2}^{+1.2} \times 10^{12} M_\odot$  (NFW 模型)。尽管前者较后者大约 50%, 但数值上的差异与两者的统计不确定性相比并不显著。早些时候, Sakamoto 等人<sup>[4]</sup> 由其他类别模型所做的比较也得出类似的结论。这也许说明, 与  $M_G$  目前所能取得的确定精度相比, 模型的选取尚不是影响银河系质量测定值的主要因素。

#### 3.2 自行测定

在按运动学方法估算银河系质量时, 需要知道示踪天体的空间速度。鉴于伴星系和球状星团的距离都十分遥远, 早期因无法取得其自行 (切向速度) 资料, 相关研究只能基于目标天体的视向速度, 其中要引入某些假设或条件<sup>[10,12,28]</sup>。如 1980 年 Miyamoto 等人<sup>[12]</sup> 指出, 在无法测得自行时, 需对伴天体的空间速度  $V$  做出合理的估计。他们考虑了两种极端情况: (1)

设伴天体沿近直线轨道穿越银河系中心, 这时有  $|V| = |V_r / \cos \theta|$ ,  $V_r$  是银河静止标准中目标天体的径向速度,  $\theta$  为目标天体对太阳和银心的张角。鉴于球状星团往往有着很扁的轨道, 这一假设显然有其合理性。(2) 如样本足够大, 则可设定目标天体的速度分量统计上呈各向同性分布, 这时可有  $|V| = \sqrt{3}|V_r|$ 。这两种情况对应着不同形状的速度椭球, 前者以径向为主, 后者退化为速度球, 由它们推算出的  $M_G$  值往往有相当大的差异<sup>[10,15,21,57]</sup>。

随着 VLBI 技术和空间观测技术的应用, 测定远距离天体 (包括银河系伴星系) 的绝对自行并用于确定  $M_G$  便成为可能<sup>[3,35,57,69]</sup>。

自行的引入会使早期仅由视向速度得出的银河系质量的估值发生变化。例如, 2010 年 Watkins 等人<sup>[57]</sup> 利用 26 个伴星系的视向速度资料, 得出  $M_G = (0.9 \pm 0.3) \times 10^{12} M_\odot$  ( $R < 300$  kpc) (设速度为各向同性分布), 而兼用其中 6 个伴星系的自行资料后, 相应的结果为  $M_G = (1.4 \pm 0.3) \times 10^{12} M_\odot$  ( $R < 300$  kpc), 两者的差异接近 50%。

1999 年 Wilkinson 和 Evans<sup>[3]</sup> 的工作, 也许可以从一个侧面说明取得自行观测资料的重要性。他们的观测样本含 27 个示踪天体 (17 个球状星团和 10 个矮星系), 其中 6 个 (2 个球状星团和 4 个矮星系) 已测得自行。结果发现, 如果只用视向速度, 那么样本天体中是否包括伴星系 Leo I 所得到的两种结果有显著的差异; 而一旦兼用了视向速度和自行, 上述差异即完全不存在 (参见下文)。当然, 这种情况可能具有偶然性, 因为这项工作中有自行测定值的示踪天体个数尚不及样本总数的 1/4。2003 年, Sakamoto 等人<sup>[4]</sup> 由较大样本观测资料 (11 个伴星系, 137 个球状星团和 413 颗水平支场星, 其中约半数已取得自行) 所做的同类工作, 支持了 Wilkinson 和 Evans<sup>[3]</sup> 的结论。

顺便指出, 用逃逸速度法估算银河系质量时, 逃逸速度  $V_{\text{esc}}$  (空间速度) 的判定也与自行有关, 对此 Dauphole 和 Colin<sup>[20]</sup> 做了较为详细的说明。

### 3.3 矮伴星系 Leo I

在诸多用以估算银河系质量的示踪天体中, 以矮伴星系 Leo I 距银河系最远, 同时运动速度又最大, 其银心距为 261 kpc, 在银河静止标准中的运动速度则高达  $200 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ <sup>[18,70]</sup>。因此, 一方面它在推算  $M_G$  值时起着至关重要的作用, 可用于探测银心距  $R > 200$  kpc 处银河系暗晕最外区的质量分布; 另一方面, 它受银河系引力的束缚最弱, 有人甚至认为它并非为银河系引力场所束缚<sup>[58]</sup>。鉴于这种情况, 在估算银河系质量时, Leo I 常予以特殊考虑——在示踪天体的观测样本中或剔除 Leo I, 或包括 Leo I, 并进行较为细致的比对式讨论。除了上述 Wilkinson 和 Evans<sup>[3]</sup> 1999 年的工作以及 Sakamoto 等人<sup>[4]</sup> 2003 年的工作外, 自 20 世纪 80 年代以来, 特别是在最近几年中, 相关讨论不断可见<sup>[18,35,57,69-71]</sup>, 说明矮伴星系 Leo I 用于测定银河系质量时有着颇为特殊的地位。

除了作为样本示踪天体之一参与按运动学方法估算银河系质量外, Leo I 在计时推理法测定银河系质量的工作中发挥了独特的作用<sup>[18,51,69]</sup>。2013 年, Sohn 等人<sup>[69]</sup> 利用 HST 的观测资料, 首次获得 Leo I 在探测器坐标系中的自行分量:  $\mu_W = (0.1140 \pm 0.0295) \text{ mas}\cdot\text{a}^{-1}$  和  $\mu_N = (-0.1256 \pm 0.0293) \text{ mas}\cdot\text{a}^{-1}$ ; 还算出相应的切向速度为  $V_t = (101.0 \pm 34.4) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ , 从而取得 Leo I 的三维空间运动速度, 并据此推算出  $M_G = 3.15_{-1.36}^{+1.58} \times 10^{12} M_\odot$ 。

## 4 结果与讨论

表 1 给出 20 世纪 70 年代以来,关于银河系质量的若干代表性测定结果,共涉及 29 篇文献。这里又可分为 3 种情况:(1) 一篇文献只给出 1 个  $M_G$  估值,计 22 篇;(2) 同一篇文献用同类方法、不同的运动学模型得出 2 个不同的  $M_G$  值(序号 2、5、8、13、20、25、29,共 7 篇);(3) 同一篇文献由不同方法得出 2 个不同  $M_G$  值(仅有序号 13 一篇)。如前两种情况中的文献均以 1 个结果计,第 3 种情况类以 2 个结果计,则表 1 共给出 30 个  $M_G$  测定值,其中用运动学方法测定  $M_G$  的占 60% (18 个),由潮汐半径法、逃逸速度法和计时推理法得出的  $M_G$  均各占 10% (3 个),其他方法亦占 10% (3 个)。

由表中所列数值可以看出:

(1)  $M_G$  的多数测定结果都有较大的统计不确定性。典型的如文献 [5] (序号 20) 中的  $M_G = 1.2_{-0.5}^{+1.8} \times 10^{12} M_\odot$ , 文献 [3] (序号 18) 中的  $M_G = 1.9_{-1.7}^{+3.6} \times 10^{12} M_\odot$  等,且这一状况与  $M_G$  的测定方法基本无关。

(2) 不同  $M_G$  测定值的差异很大,最小  $0.2 \times 10^{12} M_\odot$ , 最大  $3.15 \times 10^{12} M_\odot$ , 两者竟相差 15 倍。不过,随着时间的推移这一差异逐渐缩小,在最近 10 年内已减小到 4 倍左右,这显然与观测资料精度的提高、样本容量的增大以及方法的改进等因素有关。

(3) 从逻辑上说,  $M_G$  测定值的大小与样本示踪天体最大银心距 ( $R_{\max}$ ) 在统计上应该表现为正相关,但实际情况有时却与之差异甚大。典型的例子如文献 [57] (序号 25) 给出  $M_G = (0.9 \sim 1.4) \times 10^{12} M_\odot$  ( $R < 300$  kpc), 而文献 [23] (序号 17) 却给出  $M_G = 2.0 \times 10^{12} M_\odot$  ( $R < 200$  kpc), 后者银心距范围小,但  $M_G$  的测定值却比前者大了几近 1 倍。究其原因,可能与所取示踪天体样本的不同以及方法的不同有关。

(4) 即使对于同一种测定方法,  $M_G$  测定值的差异也相当大,有关结果列于表 2,表中  $M_{\min}$  和  $M_{\max}$  分别是同类测定方法中  $M_G$  测定结果的极小值和极大值。由表列数值可见,  $M_{\min}$  与  $M_{\max}$  之比为 2~8。另外,  $M_G$  与  $R_{\max}$  也没有呈现统计正相关特征。

(5) 表 1 中有 4 篇文献(序号分别为 2、5、8、13)给出了按径向轨道和各向同性轨道这两种极端情况所推算出的  $M_G$  值。不难看出,凡按各向同性轨道得出的  $M_G$  值均明显大于按径向轨道得出的相应结果,从而证实了前者所对应的乃是银河系引力场强度的上限<sup>[12]</sup>。

(6) 在表列  $M_G$  结果所涉及的约 40 年期间,以运动学方法的应用最为广泛,应用时段也最长。由潮汐半径法测定的  $M_G$  值仅见于最早的 10 年,逃逸速度法和计时推理法因受观测资料所限,已发表的  $M_G$  测定结果并不多,不过近期仍为人所用。

(7) 利用表 1 所列数值,能否得出关于  $M_G$  测定值的某种代表性综合结果? 鉴于影响表 1 中  $M_G$  值的因素众多,如观测样本、方法、模型、示踪天体、银心距范围等方面的不同,也许只能取简单平均作为  $M_G$  值的综合结果。我们发现,1974—1989 年间 19 个  $M_G$  测定结果的平均值为  $\overline{M}_G = (0.71 \pm 1.16) \times 10^{12} M_\odot$ , 而 1990—2014 年间 20 个结果之平均值为  $\overline{M}_G = (1.36 \pm 1.54) \times 10^{12} M_\odot$  (后者如剔除序号 22 和 27 两个异常大的测定结果,则有  $\overline{M}_G = (1.20 \pm 1.18) \times 10^{12} M_\odot$ )。根据这些结果可估算,银河系总质量应略大于  $1 \times 10^{12} M_\odot$ 。



表 1 银河系质量测定结果一览表

序号	测定方法	最大银心距 /kpc	质量 / $10^{12}M_{\odot}$	示踪天体	备注	文献 编号
1	潮汐半径	70	$\leq 0.2$	dE		[31]
2	速度弥散度	60	$0.34 \pm 0.15$	球团 + dSph	设 $\sigma$ 以径向为主	[10]
		60	$0.76 \pm 0.21$		设 $\sigma$ 为各向同性分布	
3	运动学	50	0.27	球团 + dSph	文中模型 A 的结果	[12]
4	潮汐半径	78	$0.20_{-0.07}^{+0.13}$	球团 + dSph		[27]
5	运动学	100	$0.26 \pm 0.08$	伴星系中的碳星 和行星状星云	设 $\sigma$ 以径向为主	[31]
		100	$1.0 \pm 0.3$		设 $\sigma$ 为各向同性分布	
6	潮汐半径	44	$0.89 \pm 0.26$	球团		[14]
7	运动学	59	$> 1.4 \pm 0.2$	场 RRL 变星		[24]
8	运动学	91	$0.51 \pm 0.31$	球团	设 $\sigma$ 以径向为主	[15]
			$2.0 \pm 1.3$		设 $\sigma$ 为各向同性分布	
9	运动学	25	0.3	场 RRL 变星		[26]
10	运动学	50~220	$0.5 \pm 0.2$	球团 + 伴星系	设 $\sigma$ 为各向同性分布	[17]
11	逃逸速度		0.50~0.64	高速星	$V_{\odot}$ 取 $220 \sim 230 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$	[46]
12	运动学	50~140	$0.24_{-0.07}^{+0.13}$	球团 + 伴星系		[22]
13	运动学	36~230	$0.93_{-0.12}^{+0.41}$	球团 + dSph	径向轨道	[18]
			$1.25_{-0.32}^{+0.84}$		各向同性轨道	
	计时推理	120	$1.3 \pm 0.2$	Leo I	$V_{\odot}$ 取 $220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$	
14	运动学	$> 40$	0.5	球团		[19]
15	运动学	230	1.3	球团 + dSph		[28]
16	运动学	40	0.79	球团		[20]
17	逃逸速度	200	2.0	伴星系		[23]
18	运动学	晕总质量	约 $1.9_{-1.7}^{+3.6}$	球团 + 伴星系		[3]
		50	约 $0.54_{-0.36}^{+0.02}$			
19	运动学	晕总质量	$1.8_{-0.7}^{+0.4}$	球团 + 伴星系 + 水平支场星	不包括 Leo I	[4]
		50	$0.54_{-0.04}^{+0.01}$			
20	运动学	120	$0.5_{-0.17}^{+0.25}$	球团 + 伴星系 + 水平支场星	TF 模型	[38]
			$0.94_{-0.09}^{+0.14}$		NFW 模型	
21	逃逸速度	58	$1.42_{-0.54}^{+1.14}$	高速星		[47]
22	计时推理		2.43	Leo I		[51]
23	运动学	60	$1.0_{-0.2}^{+0.3}$	蓝水平支场星		[56]
24	速度弥散度	80	$0.69_{-0.12}^{+0.30}$	晕族恒星		[39]
25	运动学	300	$0.9 \pm 0.3$	伴星系	只用视向速度	[57]
			$1.4 \pm 0.3$		兼用 6 个伴星系的自行	
26	运动学	50~120	$1.26 \pm 0.24$			[58]
27	计时推理		$3.15_{-1.36}^{+1.58}$	Leo I		[69]
28	运动学		1.0~2.4	Leo I	90% 置信区间	[70]
29	伴星系运动轨道之椭率分布	200	0.6~3.1	伴星系	$M_G$ 的范围	[29]
			1.1		$M_G$ 的最优拟合值	

注:  $\sigma$  为速度弥散度

表 2 不同方法所得  $M_G$  测定值的范围

方法	$M_{\min}$ / $10^{12}M_{\odot}$	银心距 /kpc	文献编号	$M_{\max}$ / $10^{12}M_{\odot}$	银心距 /kpc	文献编号
运动学方法	0.24	50~140	[12]	2.0	91	[8]
潮汐半径法	0.2	70	[1]	0.89	44	[6]
逃逸速度法	0.5~0.64		[11]	2.0	200	[17]
计时推理法	1.3	120	[13]	3.15		[27]
其他方法	0.34	60	[2]	0.69	80	[24]
综合结果	0.2	70	[1]	3.15		[27]

## 5 小结与展望

综上所述可见,除了示踪天体的样本容量和观测资料精度带来的统计不确定性外,还有多种系统性因素会影响到  $M_G$  测定值的可靠性,如银河系质量模型的选取,示踪天体的类别和轨道形态(各向异性程度),能否取得示踪天体的绝对自行,矮伴星系 Leo I 的取舍,等等。正因为如此,在众多银河系参数中,  $M_G$  的测定精度当属最低之列——即使采用同一种方法,不同作者所得出的  $M_G$  值之最大差异可达 2~8 倍。另一方面,作为银河系基本参数之一的银河系质量的测定,对于银河系动力学研究,银河系与其伴天体的相互作用,特别是对于探测银河系内的暗物质及其分布有着重要的意义;而这也正是人们持之以恒,试图通过不同的途径和利用更完备的示踪天体观测样本,力求取得更为可靠的银河系质量的动因。

为了尽可能准确地估算银河系的总质量,应该取得足够多远距离示踪天体的多种观测资料,包括位置、距离和空间速度,而此类示踪天体无疑首推银河系的矮伴星系。然而,长期以来已探测到的矮伴星系为数偏少,距离测定误差比较大,自行更是难以精确测定。不过,这种情况在最近 10 年内已有所改观。例如,随着 SDSS 巡天计划的成功实施,已经发现了若干非常暗的银河系伴星系<sup>[29]</sup>。

不久的将来,利用有微角秒级观测精度的 Gaia 卫星(已于 2013 年 12 月成功发射),经过跨若干年时间基线的观测,可以取得银河系的一些伴星系、或星流中恒星的较高精度自行(年自行精度可达几个微角秒),并用于银河系质量测定。像 Leo I 这样的伴星系,切向速度精度可好于  $\pm 15 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ,对于小熊矮星系一类较近的伴星系,精度更可高达  $\pm 1 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。有人预期,利用此类高精度观测资料,最终测定的银河系质量之不确定性可望小于 10%<sup>[3,29]</sup>,而天文学家对之则充满了期待。

## 参考文献:

- [1] Paul E R. *J.Hist.Astron.* 1986, 17: 155
- [2] Fich M. *ARA&A*, 1991, 29: 409
- [3] Wilkinson M I, Evans N W. *MNRAS*, 1999, 310: 645
- [4] Sakamoto T, Chiba M, Beers T C. *A&A*, 2003, 397: 899
- [5] Battaglia G, Helmi A, Morrison H, et al. *MNRAS*, 2005, 364: 433
- [6] Kapteyn J C. *ApJ*, 1922, 55: 302
- [7] Oort J H. *BAN*, 1927, 3: 275
- [8] Ostriker J P, Peebles P J E. *ApJ*, 1973, 186: 467
- [9] Sicora S, Bratek L, Jalocho J, et al. *A&A*, 2012, 546: 126
- [10] Hartwick F D A, Sargent W L W. *ApJ*, 1978, 221: 512
- [11] Frenk C S, White S D M. *MNRAS*, 1980, 193: 295
- [12] Miyamoto M, Satoh C, Ohashi M. *A&A*, 1980, 90: 215
- [13] Da Costa G S, Ortolani S, Mould J. *ApJ*, 1982, 257: 633
- [14] Innanen K A, Harris W E, Webbink R F. *AJ*, 1983, 88: 338
- [15] Peterson R C. *ApJ*, 1985, 297: 309
- [16] Suntzeff N, Olszewski E, Stetson P B. *AJ*, 1985, 90: 1481
- [17] Olszewski E W, Peterson R C, Aaronson M. *ApJL*, 1986, 302: L450
- [18] Zaritski D, Olszewski E W, Peterson R C, et al. *ApJ*, 1989, 345: 759
- [19] Peterson R C, Latham D W. *ApJ*, 1989, 336: 178
- [20] Dauphole B, Colin J. *A&A*, 1995, 300: 117
- [21] Lynden-Bell D, Cannon R D, Godwin P J. *MNRAS*, 1983, 204: 87
- [22] Little B, Tremaine S. *ApJ*, 1987, 320: 493
- [23] Peebles P J E. *ApJ*, 1995, 449: 52
- [24] Hawkins M R S. *Nature*, 1983, 303: 406
- [25] Carney B W. *PASP*, 1984, 96: 841
- [26] Saha A. *ApJ*, 1985, 289: 310
- [27] Wakamatsu K-I. *PASP*, 1981, 93: 707
- [28] Kulessa A S, Lynden-Bell D. *MNRAS*, 1992, 255: 105
- [29] Barber C, Starkenburg E, Navarro J F, et al. *MNRAS*, 2014, 437: 959
- [30] Enasto J, Kaasik A, Saar E. *Nature*, 1974, 250: 309
- [31] Burbidge G R. *ApJL*, 1975, 196: L7
- [32] Burbidge E M, Burbidge G R. *Galaxies and the Universe*. US: Chicago University Press. 1975: 81
- [33] Caldwell J A R, Ostriker J P. *ApJ*, 1981, 251: 61
- [34] Honma M, Sofue Y. *PASJ*, 1996, 48: 103
- [35] Kochanek C S. *ApJ*, 1996, 457: 228
- [36] Jaffe W. *MNRAS*, 1983, 202: 995
- [37] Blitz L, Fich M. *IAUS*, 1980, 87: 213
- [38] Battaglia G, Helmi A, Morrison H, et al. *MNRAS*, 2006, 370: 1055
- [39] Gnedin O Y, Brown W R, Geller M J, et al. *ApJL*, 2010, 720: L108
- [40] Brown W R, Geller M J, Kenyon S J, et al. *AJ*, 2010, 139: 59
- [41] King I. *AJ*, 1962, 67: 471
- [42] Hodge P W. *ApJ*, 1966, 144: 869
- [43] Lynden-Bell D. *Obs.* 1982, 102: 202
- [44] Gunn J E, Knapp G R, Tremaine S D. *AJ*, 1979, 84: 1181
- [45] Carney B W, Latham D W. *BAAS*, 1985, 17: 562
- [46] Carney B W, Latham D W. *IAUS*, 1987, 117: 39
- [47] Smith M C, Ruchti G R, Helmi A, et al. *MNRAS*, 2007, 379: 755

- [48] Kenyon S J, Bromley B C, Geller M J, et al. *ApJ*, 680: 312
- [49] Kahn F D, Woltjer L. *ApJ*, 1959, 130: 705
- [50] Kroecker T L, Carlberg R G. *ApJ*, 1991, 376: 1
- [51] Li Y S, White S D M. *MNRAS*, 2008, 384: 1459
- [52] Gunn J E. *CoASP*, 1974, 6: 7
- [53] Sandage A. *ApJ*, 1986, 307: 1
- [54] Einasto J, Kassik A, Saar E. *Nature*, 1974, 250: 309
- [55] Merrifield M R. 1992, *AJ*, 103: 1552
- [56] Xue X X, Rix H W, Zhao G, et al. *ApJ*, 2008, 684: 1143
- [57] Watkins L L, Evans N W, An J H. *MNRAS*, 2010, 406: 264
- [58] McMillan P J. *MNRAS*, 2011, 414: 2446
- [59] Battaglia G, Helmi A, Morrison H, et al. *MNRAS*, 2005, 364: 433
- [60] Binney J, Tremaine S. *Galactic Dynamics*. Princeton: Princeton University Press, 1987: 25
- [61] von Hoerner S. *ApJ*, 1957, 125: 451
- [62] Carney B W, Latham D W, Laird J B. *AJ*, 1988, 96: 560
- [63] Leonard P J T, Tremaine S. *ApJ*, 1990, 353: 486
- [64] Oort J H. *BAN*, 1928, 4: 269
- [65] Abadi M G, Navarro J F, Steinmetz M. *ApJL*, 2009, 691: L63
- [66] Fich M, Tremaine S D. *ARA&A*, 1991, 29: 409
- [67] Gott III J R, Thuan T X. *ApJ*, 1978, 223: 426
- [68] Einasto J, Lynden-Bell D. *MNRAG*, 1982, 199: 67
- [69] Sohn S T, Besla G, van der Marel R P, et al. *ApJ*, 2013, 768: 139
- [70] Boylan-Kolchin M, Bullock J S, Sohn S T, et al. *ApJ*, 2013, 768: 140
- [71] Navarro J F, Frenk C S, White S D M. *ApJ*, 1997, 490: 493

## Approaches for Measurements of the Mass of the Milky Way Galaxy

ZHAO Jun-liang<sup>1,2</sup>

*(1. Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China;*

*2. Shanghai Normal University, Shanghai 200233, China)*

**Abstract:** As one of the important parameters of the Milky Way Galaxy, the Galactic mass has been determined or estimated in many different ways since 1920s, including kinematics of tracers, tidal radius of both globular clusters and dwarf satellite galaxies of the Galaxy, local escape velocity, timing argument theory, etc. Different kinds of tracers can be used for estimating the Galactic mass, including globular clusters, satellite galaxies and some other bright halo population objects, such as field horizontal branch stars, RR Lyraes variables, red giant stars, etc. In order to measure the whole dynamical mass of the galaxy, tracers with galactocentric distances as far as possible should be used.

In order to determine the Galactic mass based on kinematics of tracers, it is neces-

sary to gain space velocities of the tracers, both line-of-sight velocities and proper motions (transverse velocities). However, in earlier time it was very difficult and even impossible to measure proper motions of tracers because they are far away from us. In this case, only observational data which can be used for mass determination are line-of-sight velocities of tracers, and some theoretical assumptions for tracers' orbits are necessary to be introduced. As VLBI and space techniques become applicable to astrometry, proper motion data have been available for some satellite galaxies to estimate the Galactic mass.

Besides the above method, some other approaches can also be used for estimation of the Galactic mass. (1) There is a relation among the tidal (limiting) radius of a satellite, its mass and Galactocentric distance and the Galactic mass, which can be used to estimate the Galactic mass. (2) In the solar neighborhood, there is a simple relation between the Galactic mass and the local escape velocity, which has been used for determination of the Galactic mass. (3) If a pair of galaxies, such as the Galaxy and a dwarf satellite, is well represented by point masses and isolated, their total mass may be estimated by measuring their separation, relative velocity, and time since the expansion of the universe began. The total mass is nearly equal to the Galactic mass, because the mass of the satellite is much less than the Galactic one. This is so-called timing argument.

The major results for the Galactic mass obtained from different approaches since 1970s are collected and briefly discussed. It is shown from these results that many of values of the Galactic mass are with significant statistical uncertainties and in the quite wide range of  $(2 \sim 30) \times 10^{11} M_{\odot}$ .

So far as the Galactic mass is concerned, one expects that the future will belong to joint analyse of data sets of both the line-of-sight and proper motions of the satellites together with large samples of distant BHB stars. On the other side, the Gaia mission was successfully launched in December of 2013, and the mission is expected to measure the proper motions of the dwarf spheroidal satellites of the Galaxy to an accuracy of a few to tens of  $\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ , which will significantly reduce the uncertainties of values of the Galactic mass.

**Key words:** Galactic mass; dark matter; rotational curve; tidal radius; escape velocity; timing argument; proper motion