

文章编号: 1000-8349(2009)03-229-18



太阳银心距的多途径测定

赵君亮

(中国科学院 上海天文台, 上海 200030)

摘要: 太阳银心距的测定对一些领域的天体物理研究具有不可替代的重要作用。在将近一个世纪的时间内, 人们通过各种互相独立的途径, 不断提高太阳银心距 R_{\odot} 测定 (包括绝对测定和相对测定) 值的精确度和可靠性。1985 年 IAU 的推荐值为 $R_{\odot} = (8.5 \pm 1.1)$ kpc; 1993 年 Reid 依据之前的多途径测定结果, 得出其最优测定值可取为 $R_{\odot} = (8.0 \pm 0.5)$ kpc, 且为嗣后的许多研究工作所采用。该文对有关工作给予简要的介绍和评述, 并利用 1993 年以来 R_{\odot} 的各类测定结果得到最优估值 $R_{\odot} = (7.82 \pm 0.16)$ kpc。

关键词: 天体物理学; 银河系; 太阳银心距

中图分类号: P156 **文献标识码:** A

1 引 言

太阳到银河系中心的距离 (太阳银心距) R_{\odot} 是有关银河系结构的基本参数之一, 它的测定结果对天体物理研究具有多方面的重要影响。例如, 在测定银河系内天体的距离时, 凡涉及观测视向速度和银河系自转模型, 距离测定结果便与太阳银心距的取值成正比, 而银河系引力质量和光度质量的大多数估值同样也与 R_{\odot} 的大小成比例。由此可见, 太阳银心距的准确测定, 对银河系尺度和结构的研究殊为重要。对银河系内的一些天体 (如位于银河系中心的巨分子云) 来说, 它们的质量和光度的估值必然也与 R_{\odot} 的取值有关。用以描述银河系较差自转的 Oort 常数的确定与 R_{\odot} 的大小也密切相关, 其中常数 A 直接与 R_{\odot} 成正比。在大尺度上, 由于河外星系距离尺度的确立过程涉及到对银河系天体某些参量的定标, 因而事实上哈勃常数 H_0 与 R_{\odot} 也是相关联的。

在赫歇尔最早的银河系模型中, 设定太阳位于银河系中心, 即 $R_{\odot} = 0$, 但这并不是太阳银心距的测定值。第一个对太阳银心距做出科学测定的是美国天文学家 Shapley。

收稿日期: 2008-10-27; **修回日期:** 2009-04-01

基金项目: 国家自然科学基金资助项目 (10773020)

1918年, Shapley 用威尔逊山天文台 2.5 m 望远镜观测研究了 69 个球状星团。他认定这类星团是银河系的组成部分, 并通过各种方法尽可能准确地估计它们的距离, 结果发现其中约有三分之一位于人马座附近, 有 90% 以上的团位于以人马座为中心的半个天球上。Shapley 推断, 这些球状星团所构成的系统应该呈球对称分布, 其中心就是银河系的中心。他认为球状星团分布的这种“一边倒”观测事实说明太阳并不在银河系的中心, 银河系中心应该位于人马座方向。经过详细的分析, Shapley 得出太阳离开银河系中心的距离约为 13 kpc, 这可算是太阳银心距最早的测定值^[1], 比现代测定值 $R_{\odot} \approx 8.0$ kpc 约大了 0.6 倍。不久, Kapteyn 通过恒星计数建立了他的银河系模型, 并得出 $R_{\odot} = 650$ pc^[2], 这个数值显然太小, 之后也无人对此予以关注。

为了确定球状星团的距离, Shapley 利用了造父变星的周光关系以及一些作为标准烛光的亮星, 因而他所得到的星团的光度距离。在之后的相当长一段时间内, 人们一直沿用 Shapley 的基本思路来确定太阳银心距 R_{\odot} , 其间对球状星团光度距离的测定渐趋严格, 比如细致地讨论了恒星金属度和星际消光对光度距离测定结果的影响等, 而这些因素在 Shapley 的工作中并没有很好地加以考虑。1962 年, Fernie 通过对 75 个球状星团空间分布状况的分析, 得出 $R_{\odot} = 9.3$ kpc^[3]。20 世纪 70~80 年代间, 用类似方法测定 R_{\odot} 的工作做得很多, 但结果仍有一定的差异。如 Harris 得到 $R_{\odot} = (8.5 \pm 1.6)$ kpc^[4,5], 而 Frenk & White 所得的结果为 $R_{\odot} = (6.2 \pm 0.9)$ kpc (低金属度) 和 $R_{\odot} = (7.2 \pm 1.1)$ kpc (高金属度)^[6]。

差不多同一时期, 人们开始探索从其他途径来测定太阳的银心距 R_{\odot} 。在球状星团方面, 1978 年 Sasaki & Ishizawa 利用这类星团的空间分布存在缺损区, 即所谓“隐锥”现象, 得出 $R_{\odot} = (9.2 \pm 1.3)$ kpc^[7]; 1980 年 Surdin 通过对球状星团金属度空间分布特性的分析, 得到 $R_{\odot} = (10.1 \pm 0.7)$ kpc^[8]。此外, 其他标距天体的空间分布也被用来确定太阳的银心距 R_{\odot} 。有不少作者通过分析天琴 RR 型变星的空间分布来推算太阳银心距, 大部分结果均为 $R_{\odot} \approx 8$ kpc^[9~14], 如 1975 年 Oort & Plaut 得到 $R_{\odot} = (8.7 \pm 0.6)$ kpc^[9], 1991 年 Walker & Turndrup 得出 $R_{\odot} = (8.2 \pm 1.0)$ kpc^[10]。最近, Groenewegn 等人利用星族 II 造父变星和天琴 RR 型变星得出 $R_{\odot} = (7.94 \pm 0.37 \pm 0.26)$ kpc (其数值的两项误差前者为随机误差估值, 后者为系统误差估值, 下同)^[15]。此外, 有人还用其他类别的一些亮星和 Mira 变星等作为示踪天体来测定太阳的银心距 R_{\odot} ^[16~19], 其中 2005 年 Groenewegn & Blommaert 的测定结果为 $R_{\odot} = (8.6 \pm 0.7)$ kpc^[18]。

上述确定 R_{\odot} 的方法均需利用示踪天体 (球状星团、天琴 RR 型变星、Mira 变星等) 的光度距离, 因而属于距离的相对测定, 而不是绝对测定。就当时来看, 唯一能用于 R_{\odot} 绝对测定的示踪天体是利用银心附近的水脉泽源^[20]。这种方法的基本原理是, 利用 VLBI 技术测得水脉泽源的自行, 并与源的视向速度观测结果进行比较, 以得出源的速度距离, 进而确定 R_{\odot} ^[21~23]。

除了上述各种方法外, 太阳银心距 R_{\odot} 还可以通过一些间接的途径来加以推算, 如借助银河系自转模型^[24~29], 利用爱丁顿光度极限^[30] 或者行星状星云的光度函数^[31] 等。Kerr & Lynden-Bell 以及 Reid 对前期用以确定太阳银心距 R_{\odot} 的各类方法、所测得的结果以及方法的误差源等做了较为全面的评述^[32,33]。Reid 给出太阳银心距的最优估值

为 $R_{\odot} = (8.0 \pm 0.5) \text{ kpc}$ [33], 相对误差约为 6%。在这之前, IAU 两次推荐的数值为 $R_{\odot} = 10 \text{ kpc}$ (1964 年) 和 $R_{\odot} = (8.5 \pm 1.1) \text{ kpc}$ (1985 年) [34]。

在最近的十几年内, 随着大型地面望远镜和空间天文探测设备的问世, 观测资料的数量和质量不断提高, 人们可以更精确地对太阳银心距 R_{\odot} 进行多途径测定, 其中包括利用新的示踪天体 (如红团簇巨星)^[35~37], 以及提出新的绝对测定方法 (探测个别恒星的运动细节)^[38,39]。

那么, 银河系中心又如何来定义呢? 理论上说, 银河系中心应该是银河系的动力学中心。但是, 为了实测工作的需要, 这一动力学中心应该借助某个具体示踪天体来体现。Genzel & Townes 通过对多种波段观测资料的分析, 指出非热致密射电源 Sgr A* 和复合红外源 IRS16 与银河系动力学中心之间的距离不会超过 1 pc [40]。因此, 在涉及有关太阳银心距的问题时, R_{\odot} 通常就是指太阳到射电源 Sgr A* (或红外源 IRS16) 间的距离。

2 R_{\odot} 的绝对测定

确定宇宙中各类天体距离的方法可以分为绝对测定和相对测定两大类。所谓距离的绝对测定, 是指无需任何定标而直接测得天体距离, 如由三角视差法得到几何距离, 由统计视差法得到运动学 (速度) 距离等。而距离相对测定的本质是确定不同天体的距离之比值, 并由距离已知的近天体推算远天体的距离, 其中近天体的距离起某种定标的作用, 如由造父变星周光关系测得光度距离即属此类。同样, 上述概念也可用于太阳银心距 R_{\odot} 测定方法的分类, 不过在相关工作中这两条途径更多地被分别称为基本测量 (primary measurement) 和补充测量 (secondary measurement)。

2.1 水脉泽源

Trumpler & Weaver 早在 1953 年就已提出 [41], 如果恒星群的切向速度和视向速度服从等弥散度的三维高斯分布, 则可以由下式估计恒星群的平均距离 D (以 kpc 为单位):

$$kD\sigma_{\mu x} = kD\sigma_{\mu y} = \sigma_{vr}, \quad (1)$$

式中 $k = 4.74$, 为单位换算因子, σ_{vr} 为视向速度弥散度 (以 $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ 为单位), $\sigma_{\mu x}$ 和 $\sigma_{\mu y}$ 分别为赤经、赤纬方向的自行弥散度 (单位: $\text{mas} \cdot \text{a}^{-1}$), 与 D 相应的恒星群的平均视差亦称为统计视差, 适用范围一般不超过 500 pc。要把这一方法的原理用于更远的天体必须满足 3 个前提: 被测天体要足够明亮, 在很远处也能观测到; 视向速度的测定能取得合理的精度; 必须找到一种办法来测出天体的微小自行, 且有足够的精度。对水脉泽源的观测有望满足这些要求: 脉泽具有一束很窄的强射电辐射, 在很远处也能观测到; 而通过观测脉泽源窄线辐射的多普勒位移又可精确测定源的视向速度; 利用 VLBI 技术也能以很高的精度测定脉泽源的位置和自行。

1981 年, Genzel 等人首次利用 VLBI 技术, 在 22GHz 波段上测得 Orion-KL 天区内水脉泽斑的相对自行, 发现这些脉泽斑在不断扩张, 并进而得出该区域的距离为 $(480 \pm 80) \text{ pc}$ [42]。不久, Genzel 等人和 Schneps 等人利用同样的原理分别测得 W51 天区水脉泽源的距离为 $(7 \pm 1.5) \text{ kpc}$ 和 $(8.3 \pm 2.5) \text{ kpc}$ [43,44]。只要建立合理的银河系运动学模型, 即可由脉泽源的距离推知太

阳银心距 R_{\odot} 。不过由 W51 天区水脉泽源的观测结果推算出的 $R_{\odot} = (10.8 \pm 4.6)$ kpc，相对误差竟高达 43% [21]。

1988 年, Reid 等人对 Sgr B2(N) 天区水脉泽源的 VLBI 观测得出源的距离为 $R = (7.1 \pm 1.5)$ kpc [21], 并且由该源的投影位置、银心距估值等证实, Sgr B2(N) 天区水脉泽源与银河系动力学中心之间的距离不超过 0.3 pc, 因而可推知 $R_{\odot} = (7.1 \pm 1.5)$ kpc。同年, Reid 等人对 Sgr B2(M) 天区水脉泽源的观测则得出 $R_{\odot} = (6.5 \pm 1.5)$ kpc [22]。嗣后, Gwinn 等人根据同样的原理, 通过对 W49(N) 天区水脉泽源的观测得出 $R_{\odot} = (8.1 \pm 1.1)$ kpc [23]。观测精度的进一步提高与脉泽源的具体结构有关。

上述太阳银心距的测定值与示踪天体的光度定标和星际消光无关, 是一种绝对测定结果。最近, 有人已测得了银河系中心附近尘埃纤维结构和 SiO 脉泽源的自行, 不过尚未见用于 R_{\odot} 的测定 [45,46]。

理论上还存在另一条能对 R_{\odot} 进行绝对测定的途径。在银河系中心附近存在为数众多的 OH/IR 星, 如能借助射电干涉测量技术精确测出 OH 脉泽壳层的角直径 θ , 而通过壳层远近两端线发射的时间延迟推算出相应的线直径 r 后, 则可以得到: $R_{\odot} = r/\theta$, 称为尺度 (或角径) 距离。不过, van Langevelde & Diamond 的工作表明, 由于受到星际介质中电子散射作用的影响, 无法精确测得脉泽源的内禀角直径 θ , 因而不可能通过这种方法测定 R_{\odot} [47]。

2.2 单颗恒星的运动学

Salim & Gould 在 1999 年指出, 经典的双星轨道运动解算方法可用来精确地测定太阳银心距 R_{\odot} , 其结果不会受到因引入天体物理模型而带来的系统误差的影响 [48]。这一方法的基本原理是: 如果有一颗恒星绕着位于银河系中心的超大质量黑洞作轨道运动 (类似于双星系统中伴星绕主星的运动), 那么一方面由谱线的多普勒位移可以测得恒星的视向速度 (线速度), 另一方面从不同历元恒星位置的变化可以测得它的自行 (角速度), 将两者用来解算恒星的轨道运动, 就同时可以得到恒星到太阳的距离, 即 R_{\odot} 。Salim & Gould 还就测定 R_{\odot} 可能达到的精度、对恒星自行观测所需的历元长度作了详细的探讨 [48], 例如经过 30 a 的监测, R_{\odot} 的相对精度可望达到 0.5%~2%, 具体情况取决于恒星的轨道参数。

2002 年, Schödel 等人发现大质量恒星 S2 沿偏心率很大的椭圆轨道 (近心距 130AU, 远心距 1 900AU) 绕 Sgr A* 运动, 其轨道周期约为 15 a [49]。翌年, Ghez 等人证实并改进了 Schödel 等人的结果, 并报道了恒星 S2 的首批光谱证认和视向速度测定结果, 指出 S2 是一颗质量为 15~20 M_{\odot} 的年轻主序星, 年龄不到 1 000 万年, 光谱型为 O8~B0; 他们同时还指出, 只要取得足够多的视向速度和自行观测资料, 便可以确定太阳的银心距 R_{\odot} [50]。

2003 年, Eisenhauer 等人发表了根据上述原理对 R_{\odot} 的首次绝对测定值 [38]。有关恒星 S2 的天体测量和光谱资料取自欧南台 VLT 的近红外观测, 其中用到了自适应光学系统, 观测时间段为 1992.23~2003.45 年, 历时 11 a 有余。他们所得出的结果是 $R_{\odot} = (7.94 \pm 0.42)$ kpc, 与之前用其他方法得到的 R_{\odot} 值符合得很好, 且相对精度高达 5%。同时, 他们还得出太阳圈上银河系的自转线速度为 $v_{\odot} = (220.7 \pm 12.7)$ km · s⁻¹。Eisenhauer 等人还通过对银河系中央星团内 133 颗恒星的观测, 根据本文 2.1 节中的统计视差原理, 推算出 $R_{\odot} = (7.2 \pm 0.9)$ kpc, 与上述由 S2 观测所得到的结果符合得很好, 但精度较低。鉴于观测

时间段内恒星 S2 轨道运动所涉及的弧段已超过整圈轨道长度的 $3/4$ ，Eisenhauer 等人认为即使在今后能取得恒星 S2 更多的有用观测资料， R_{\odot} 测定精度的进一步提高也将会是相当缓慢的^[38]。在 2005 年的一项研究中，Eisenhauer 等人利用恒星 S2 更多的观测资料得出 $R_{\odot} = (7.62 \pm 0.32) \text{ kpc}$ ^[39]，尽管 R_{\odot} 的数值与 2003 年的结果并没有显著差异，但精度有所提高。

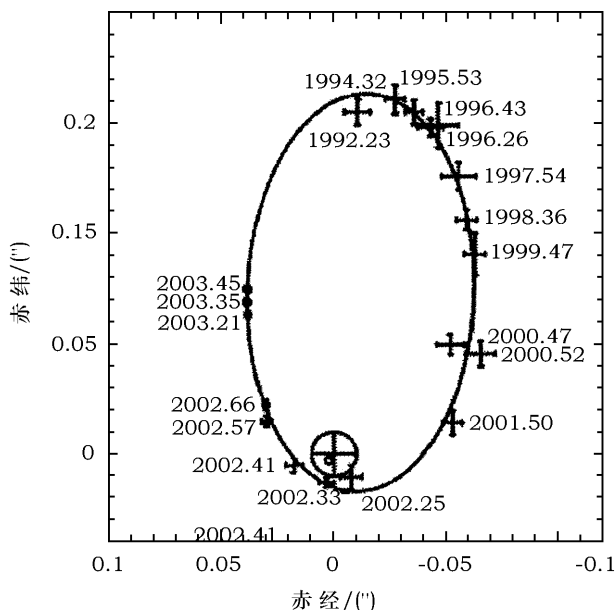


图 1 恒星 S2 的运动轨道^[38]

每个测点给出观测历元和相应的误差框。左下方的小圆圈表示轨道焦点的位置和测定误差，而带有十字叉的大圆（尺度为 10 mas）说明焦点位置与致密射电源的距离不超过几 mas

3 R_{\odot} 的相对测定

与绝对测定方法相比，可用于 R_{\odot} 相对测定的有更多种不同的示踪天体，如球状星团、天琴 RR 型变星、Mira 变星以及一些巨星和红团簇星等。

3.1 球状星团

由球状星团的分布确定太阳银心距 R_{\odot} 的基本原理是：如果有为数众多的球状星团样本，并且设法得到这些星团的距离，那么只要把它们投影在太阳和银河系中心的连线上，便可以由星团分布最大投影密度处的位置来估计 R_{\odot} 。这里，球状星团距离可以利用星团内的标距天体（如天琴 RR 型变星、水平分支星等）来确定。

Reid 指出，通过这条途径所确定的 R_{\odot} 的准确性会受到若干因素的约束^[33]。其一，如何合理确认星团分布的投影密度中心；有人取星团投影位置的平均值，有人则取位置的中位值，这时即使观测资料完全相同，所得出的 R_{\odot} 也可以相差很大^[4~6]。其二，由于球状星团是密集星场，这会降低视星等的测定精度。最后，星际消光的不确定性对观测视星等的影响不容忽视，这一点也许最为重要。

为了最大程度削弱星际消光可能带来的影响,一种做法是对样本星团的银面距 Z 加以限制,具体做法是选定某个 Z_{lim} , 凡 $Z < Z_{\text{lim}}$ 的星团即不予考虑^[4,5]。这一思路显然是正确的,不过由此带来的问题是使样本的容量减小,而 R_{\odot} 测定值的精度必然会随之降低。

除了上述因素外,估计星团距离时选用何种标距天体,以及该类天体标准烛光(即平均绝对星等 M_v) 值的不确定性,也会对 R_{\odot} 的测定值产生显著的影响。例如,作为一类常用的标距天体,水平分支星的绝对星等 $M_v(\text{HB})$ 随恒星金属度的不同而异,选用不同金属度的水平分支星作标距天体就会进而影响到 R_{\odot} 的测定值^[6]。

1980年, Surdin 提出了一种颇为新颖的测定 R_{\odot} 的方法^[8]。他指出,球状星团的重元素丰度随银心距的增大而增大,星团金属度对银河系自转轴(银轴)呈轴对称分布,与星团的周向角无关,这一特性可用来确定银河系中心的位置,即 R_{\odot} 。根据这一原理, Surdin 分别利用了 Kukarkin 和 Harris 所提供的球状星团样本^[51,4], 得出 $R_{\odot} = (9.9 \pm 0.3) \text{ kpc}$ 和 $R_{\odot} = (10.3 \pm 0.6) \text{ kpc}$ 。

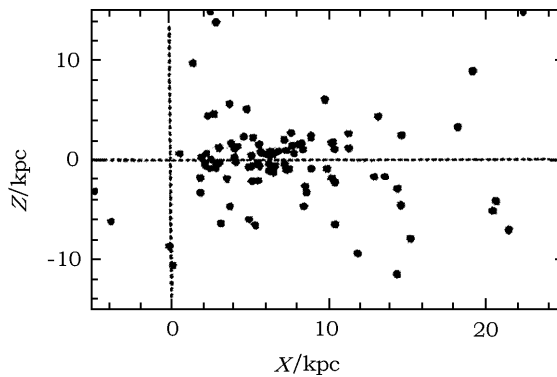


图2 球状星团在过太阳和银轴平面上的投影分布

X 为日心距, Z 为银面距^[33]。

另一条由球状星团空间分布特征估算 R_{\odot} 的途径,是利用存在所谓“隐锥”的观测现象。1972年 Wright & Innanen 注意到,在银轴周围、一个顶角约为 15° 的圆锥形天区内,球状星团的数密度要比其他天区小得多,这一球状星团在空间分布上的明显缺损区称为隐锥 (cone of avoidance)^[52]。1978年, Sasaki & Ishizawa 把这一观测现象的起因解释为由于银河系中心附近的潮汐力作用,使得靠近银轴的星团更容易被瓦解^[7]。在这一认识的基础上,利用 Peterson & King 发表的球状星团资料^[53], Sasaki & Ishizawa 推算出 $R_{\odot} = (9.2 \pm 1.3) \text{ kpc}$ ^[7]。

由球状星团空间分布确定太阳银心距 R_{\odot} 的一些主要结果,可参见文献^[33]中的表2。

3.2 天琴 RR 型变星

作为恒星演化晚期的产物,天琴 RR 型变星广泛分布于银道面附近、银晕和球状星团中。在银心方向附近,通过诸如 Baade 窗一类的低消光区,可以观测到大量的这一类变星。由于天琴 RR 型变星的平均绝对星等约为 $M_v(\text{RR})=0.6 \text{ mag}$, 可以用作标准烛光来估算它们的日心距,从而为测定太阳银心距 R_{\odot} 提供了一类有用的示踪天体。由天琴 RR 型变星的空间分布来测定 R_{\odot} , 与以球状星团作为示踪源来推定 R_{\odot} 的基本原理是类似的:银心方向该类变星日心距分布的峰值即对应于太阳的银心距 R_{\odot} (参见图3)。

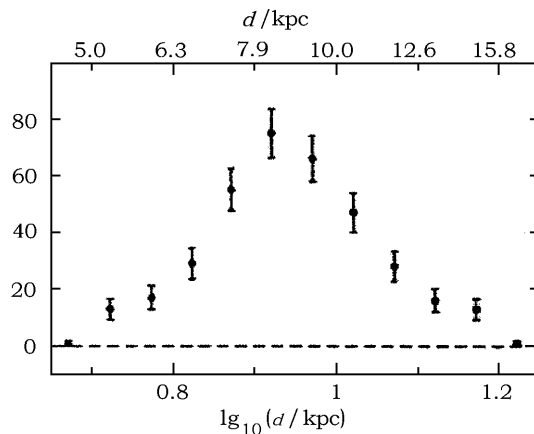


图3 银心附近天区 ($l = 0, b = -8^\circ$) 天琴 RR 型变星的数密度分布^[33]

横坐标为变星的日心距, 纵坐标为数密度, 峰值位置为 $R_\odot = (8.7 \pm 0.6)$ kpc

研究表明, 影响 R_\odot 测定精度的重要因素之一是 $M_v(\text{RR})$ 与变星金属度 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 之间的关系, 而对此人们颇有争议: 有人发现 $M_v(\text{RR})$ 与 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 明显相关, 有的则认为两者之间并没有显著的关系。Reid 综合前人的一些结果认为, $M_v(\text{RR})$ 与 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 之间可能存在 $0.1 \sim 0.2 \text{ mag} \cdot \text{dex}^{-1}$ 的依赖关系^[33]。

人们对通常采用的、天琴 RR 型变星平均绝对星等的所谓“标准值”, 即 $M_v(\text{RR}) = 0.6 \text{ mag}$ 的认识也并不一致。不少研究结果表明 $M_v(\text{RR}) > 0.6$, 如: Strugnell 利用统计视差法得到 $M_v(\text{RR}) = 0.75$ ^[54], 而 Jones 等人和 Liu & Janes 则由 Baade-Wesselink 方法得出 $M_v(\text{RR}) \approx 0.85$ ^[55~57]。另一方面, Sandage 却得出迥然不同的结果: $M_v(\text{RR}) = 0.55$ (取 $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.3$)^[33]。

此外, 星际消光改正也会影响到 R_\odot 的测定精度。1991 年 Walker & Terndrup 指出, 如取常用的消光比率 $A_v/E(B - V) = 3.1$, 可以有 $R_\odot = 8.2 \text{ kpc}$, 但如取 $A_v/E(B - V) = 3.35$, 则有 $R_\odot = 7.7 \text{ kpc}$ ^[10,33]。

鉴于以上原因, 红外波段的观测可望得出更好的结果。首先, 红外波段 HR 图中处于不稳定带上的恒星光变幅度约为 0.2 mag , 远小于可见光波段的相应值 ($\approx 1 \text{ mag}$), 因而变星红外波段平均视星等的测定精度要比可见光波段高得多。其次, 红外波段的消光值比可见光波段小得多, 相应的消光改正也就精确得多。第三, 由于红外波段恒星大气的透明度比较高, 变星绝对星等的金属度改正也就会小得多。最后, 在用 Baade-Wesselink 方法对变星距离进行绝对定标时, 红外波段的观测更为有利。

1987 年, Fernley 等人利用 Baade-Wesselink 方法进行绝对定标, 得到 H 波段 ($1.65 \mu\text{m}$) 天琴 RR 型变星的周光关系为 $\langle M_H \rangle = -0.53 - 0.2(\lg P + 0.2)$, 并由 70 颗该类变星得出 $R_\odot = (8.0 \pm 0.6) \text{ kpc}$ ^[14], 与后来 Reid 根据多种方法得出的结果所推荐的 $R_\odot = (8.0 \pm 0.5) \text{ kpc}$ 相当接近。这里需要注意的是, Fernley 等人的这项工作并不是利用天琴 RR 型变星的平均绝对星等作为标准烛光来确定变星的光度距离, 而是用该类变星的周光关系来推算光度距离。不过, 他们在导出上述周光关系时仅用了 3 颗恒星来进行绝对定标, 而这会带来较大的系统误差, 显然有待改进。

K 波段的星际消光 ($A_K = 0.112 A_V$) 比 H 波段 ($A_H = 0.175 A_V$) 更小, 由 K 波段测光可望得到更好的 R_\odot 值。1995 年, Carney 等人利用银心附近若干天区内 58 颗天琴 RR 型变星的 K 波段 ($2.2 \mu\text{m}$) 测光资料, 得出 $R_\odot = (7.8 \pm 0.4) \text{ kpc}$ [58]。不过, 尽管该 R_\odot 值的表观相对精度高达 5%, 但仍可能有较大的系统误差 (起因于周光关系零点的不确定性)。最近, Groenewegen 等人由银河系中心附近 37 颗天琴 RR 型变星的 K 波段测光, 得到 $R_\odot = (7.87 \pm 0.62 \pm 0.26) \text{ kpc}$ [15], 而本文第 1 节提到的太阳银心距 $R_\odot = (7.94 \pm 0.37 \pm 0.26) \text{ kpc}$, 是他们进一步综合利用同天区内 39 颗星族 II 造父变星的观测资料得到的最后结果 [15], 总相对精度好于 6%。同样利用星族 II 造父变星和天琴 RR 型变星的红外观测资料, Feast 等人最近得出的结果是 $R_\odot = (7.64 \pm 0.21) \text{ kpc}$ [59]。

关于利用天琴 RR 型变星作为示踪天体确定 R_\odot 的一些早期结果, 可参见文献 [33] 中的表 3。

3.3 Mira 型变星和红团簇巨星

除天琴 RR 型变星外, 利用在银心附近若干“窗口”所能观测到的其他一些亮星, 如: Mira 型变星、红团簇巨星 (red clump giant), 并根据类似的原理, 也可用来确定太阳银心距 R_\odot 。

Mira 型变星是一类长周期变星, 其光变周期通常为数百天; 由于该类变星具有较为确定的周光关系, 可以用来估计它们的光度距离, 并进而用于 R_\odot 的测定。1982 年, Glass & Feast 首次利用位于 Baade 窗内 70 颗 Mira 型变星的红外测光来确定 R_\odot , 观测波段为 $JHKL(1.2、1.6、2.2$ 和 $3.5 \mu\text{m})$ [17]。他们通过两条不同的途径, 即分别利用银河系内天体和大麦云 (LMC) 的距离模数 (取当时的数值 $(m - M)_0 = 18.69$), 来标定 Mira 型变星的周光关系, 所得出的太阳银心距分别为 $R_\odot = 7.9 \text{ kpc}$ 和 $R_\odot = 8.8 \text{ kpc}$, 但 Glass & Feast 没有给出它们的测定精度。Reid 指出, 如果 LMC 的距离模数采用更准确的数值 $(m - M)_0 = 18.50$, 则后一个数字应减小为 $R_\odot = 8.0 \text{ kpc}$ [33]。

1999 年, Catchpole 等人在银河系中心东西两侧 ($b = -7^\circ, l = +8^\circ$ 和 $l = -8^\circ$) 的 2 个天区中, 取得了 595 颗 Mira 型变星 $JHKL$ 波段的红外测光资料, 并通过对这些变星的数密度按距离模数分布情况分析, 得出 $R_\odot = (9.4 \pm 0.5) \text{ kpc}$ [19]。2005 年, Groenewegen & Blommaert 从“光学引力透镜实验”计划 (即 OGLE 计划, 该计划自 1992 年 4 月起实施 [60]), 在银河系核球方向取得 2691 颗 Mira 型变星的有关资料, 经详细分析后得到 $R_\odot = (8.6 \pm 0.7) \text{ kpc}$ [18], 这一结果可谓是微引力透镜计划的重要副产品。

红团簇巨星密集于 HR 图主序右上方一个范围不大的区域内, 它们的光度随年龄和金属丰度的变化并不大, 且光度函数很好地服从高斯分布, 弥散度仅约为 0.2 mag, 因而该类恒星的平均光度可以作为一种较好的标准烛光, 最远可用于测定近距河外星系的光度距离。1998 年, Paczyński & Stanek 首次利用 OGLE 计划在 Baade 窗内所观测到的约 10 000 颗红团簇巨星, 得出 $R_\odot = (8.4 \pm 0.4) \text{ kpc}$ [35], 其中误差 $\pm 0.4 \text{ kpc}$ 主要源自绝对星等定标不确定性所引起的系统误差; 由于样本很大, 统计误差小于 0.1 kpc。2000 年, Alves 取得 Baade 窗内约 200 颗红团簇巨星的光学和近红外测光资料, 它们的平均金属度与 Hipparcos 星表中的红团簇巨星几乎相同, 因而可以用后者对该类恒星的光度进行更为准确的绝对定标, 取得 Baade 窗红团簇巨星的光度距离, 并进而测得 $R_\odot = (8.24 \pm 0.42) \text{ kpc}$ [61]。

2006 年, Nishiyama 等人对银河系中心附近、 $|l| \leq 1.0^\circ$ 、 $0.7^\circ \leq |b| \leq 1.0^\circ$ 天区范围

内几十万颗红团簇星进行了近红外观测, 观测波段为 J 、 H 、 K_S 。对星际消光等可能影响到最后结果准确性的因素作了仔细的分析和考虑后, 他们最终得出银心的距离模数为 $(m - M)_0 = 14.38 \pm 0.03 \pm 0.10$, 与之相应的太阳银心距为 $R_\odot = (7.52 \pm 0.10 \pm 0.35)$ kpc, 总的相对误差小于 5%^[37], 与一年前 Eisenhauer 等人由恒星运动学资料作绝对测定所得出的数值 $R_\odot = (7.62 \pm 0.32)$ kpc^[39] 符合得非常好。Nishiyama 等人认为, 位于 Baade 窗内的这些天体距银河系中心约为 560 pc, 而他们所观测天区内的天体距银河系中心仅为 140 pc, 对确定 R_\odot 更为有利。

位于 HR 图上主序折向点处的恒星也曾被用来测定太阳银心距 R_\odot 。1974 年, van den Bergh 在 $l = 0$ 、 $b = -8^\circ$ 天区观测到一批位于银河系核球内的最明亮的主序星, 也即主序折向点恒星, 并利用这些恒星得出 $R_\odot = (9.0 \pm 2.0)$ kpc^[62]。同年, 这一数字又被订正为 $R_\odot = (9.2 \pm 2.2)$ kpc^[16]。

另一类可以用来确定 R_\odot 的示踪天体是盾牌 δ (δ Scuti) 型变星。2000 年, McNamara 等人从 OGLE 资料中确认了 31 颗盾牌 δ 型变星, 利用这类变星已有的周光关系 $M_V = -3.725 \lg P - 1.933$ ^[63], 确定了它们的光度距离, 并进而得出银河系中心的距离模数 $(m - M)_0 = 14.49 \pm 0.11$, 相应地有 $R_\odot = (7.9 \pm 0.4)$ kpc。综合他们由天琴 RR 型变星得到的 $(m - M)_0 = 14.45 \pm 0.08$, McNamara 等人最后给出 $R_\odot = (7.9 \pm 0.3)$ kpc^[64]。

综上所述, 可用于 R_\odot 相对测定的有多种示踪天体, 所得到的结果虽不尽相同, 但目前的差异并不算太大, 且相对精度已达到 5% 左右。就这类相对测定方法来说, 左右 R_\odot 测定值的一个重要因素是如何更合理地确定示踪天体的光度距离, 其中包括尽可能细致地顾及星际消光和元素丰度的影响。

4 间接推算法

上述各种 R_\odot 的绝对测定和相对测定方法, 都要求示踪天体位于银心方向附近, 仅需测得这些天体的距离, 便可确定太阳银心距 R_\odot 。间接推算 R_\odot 的方法 (有人称为 R_\odot 的第三类测量) 则与之不同, 适用这类方法的示踪天体并不要求位于银心方向附近, 但除了能确定它们的距离外, 还需要取得这些天体的运动速度 (视向速度, 自行) 等其他观测量。另一种情况是, 示踪天体的光度距离需要通过间接的途径推知, 而不是直接利用本文第 3 节中提到的那些常用的标距关系 (如周光关系) 或者标准烛光。

4.1 银河系自转模型

如给定某种合理的银河系运动学模型, 由于恒星 (以及分子云等) 参与银河系的自转, 那么只要测得它们的距离和视向速度 V_r (或者还有自行 μ), 就可以用这些天体来估计太阳银心距 R_\odot 。

最简单的银河系自转模型只考虑了银河系较差自转的 Oort-Lindblad 理论。早在 1939 年, Joy 就已指出, 如果能通过观测找到太阳邻域内位于银道面附近某个方向 (设银经为 l) 上视向速度 $V_r \approx 0$ 的一批恒星, 并测得其平均日心距为 r , 那么鉴于这些恒星必然位于太阳圆运动圈上, 由简单的几何关系便可推知 $R_\odot = r/2 \cos l$; 他利用 156 颗造父变星的观测资料, 得出 $R_\odot = 10$ kpc^[65]。1954 年, Weaver 把上述基本原理推广到 $V_r \neq 0$ 的一般

情况, 即由恒星的银经 l 、银心距 R (可由日心距 r 和银经 l 推知) 以及视向速度 V_r 来确定 R_\odot , 并得出 $R_\odot = 8.8 \text{ kpc}$ [66]。显然, 参与此类计算的示踪天体应该是薄盘族的星族 I 天体, 否则 Oort-Lindblad 理论是不适用的。

嗣后, 类似的工作做得很多。例如, 1958 年 Feast & Thackeray 进一步考虑到除了较差自转外, 银河系天体还可能在大尺度径向运动; 他们利用 314 颗早型 B 型星, 得出 $R_\odot = 8.9 \text{ kpc}$ [67]。1965 年, Feast & Shuttleworth 又把上述原理推广到银道面以外 (即银纬 $b \neq 0$) 的恒星, 由 24 颗远距 ($r \geq 3.0 \text{ kpc}$) B 型星的视向速度和距离得到 $R_\odot = (9.9 \pm 0.9) \text{ kpc}$ [68]。在他们的工作中, R_\odot 由下式确定:

$$R_\odot = \frac{r^2 \cos^2 b - y^2}{2(r \cos l \cos b + y)}, \quad (2)$$

其中 $y = R - R_\odot$, 可在 Oort-Lindblad 理论的框架内, 由已作了平均太阳运动改正后的近距星 ($r \leq 2 \text{ kpc}$) 的视向速度 V_r 按公式:

$$V_r = -2A(R - R_\odot) \sin l \cos b$$

求得, 上式中 A 为 Oort 常数之一。另一方面, 由于存在关系式 $2AR_\odot = v_\odot$, 其中 v_\odot 为太阳的圆运动速度, 那么只要能独立测得 Oort 常数 A 和 v_\odot , 便能估算出太阳的银心距 R_\odot [33]。

Reid 对 1993 年之前根据类似原理测定 R_\odot 的工作做了较为全面的评述 [33]。在这类工作中, 具代表性的有: 1992 年 Caldwell 等人由 212 颗造父变星得出的 $R_\odot = (8.5 \pm 0.5) \text{ kpc}$ [27]; 1986 年 Rohlfs 等人利用星际 HII 区得到 $R_\odot = (7.9 \pm 0.7) \text{ kpc}$ [69]; 1985 年 Herman 等人由 OH/IR 星的射电观测资料得到 $R_\odot = (9.2 \pm 1.2) \text{ kpc}$ [28] 等。

1993 年之后, 一些作者利用新的观测资料 (包括视向速度以及自行), 对太阳银心距 R_\odot 做了进一步的测定, 其中有的是利用了其他类别的示踪天体, 也有的是对银河系自转模型作了改进。1994 年, 在 Pont 等人的工作中, 以三阶多项式来模拟银河系的自转曲线, 由 278 颗经典造父变星的视向速度资料得到 $R_\odot = (8.09 \pm 0.30) \text{ kpc}$ 和 $v_\odot = (257 \pm 7) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 其中变星的距离由周光色关系确定 [70]。1997 年, Feast & Whitelock 首次利用 220 颗造父变星的依巴谷自行和这些变星的地面测光资料, 得到 $R_\odot = (8.5 \pm 0.5) \text{ kpc}$ 以及 Oort 常数 A 和 B 的新测定值 [71]。不久, Genzel 等人利用位于银心附近的 32 颗恒星兼有的视向速度和自行观测资料, 得出 $R_\odot = (8.95 \pm 1.6) \text{ kpc}$ [72]。1998 年, Metzger 等人进一步引入了非轴对称分布的银河系模型, 得出 $R_\odot = (7.66 \pm 0.32 \pm 0.44) \text{ kpc}$ 和 $v_\odot = (237 \pm 12 \pm 13) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ [73]。2004 年, Gerasimenko 由 146 个疏散星团的观测资料, 得出 $R_\odot = (8.3 \pm 0.3) \text{ kpc}$ [74]。翌年, Avedisova 利用 270 个恒星形成区中分子气体的光度距离和视向速度, 得到 $R_\odot = (8.01 \pm 0.44) \text{ kpc}$ [75]。

除了利用上述银河系内的示踪天体外, Majewski 等人最近指出 [76], 伴星系被银河系引力场撕裂后会形成潮汐星流, 星流所在平面应该通过银河系中心, 而通过对这类星流的观测, 也能确定太阳银心距 R_\odot 和太阳的圆运动速度 v_\odot 。不过, 迄今尚未有具体结果发表。

4.2 银河系质量分布模型

这类模型的基本出发点是, 只要对银河系建立某种合理的质量分布模型, 就可以得到银河系的理论自转曲线。另一方面, 通过实测可以取得银河系的观测自转曲线 $\theta(R)$, 而 $\theta(R)$

随 R 变化的参数化形式就是 Oort 函数:

$$\left. \begin{aligned} A(R) &= +\frac{1}{2} \left(\frac{\Theta(R)}{R} - \frac{d\Theta(R)}{dR} \right) \\ B(R) &= -\frac{1}{2} \left(\frac{\Theta(R)}{R} + \frac{d\Theta(R)}{dR} \right) \end{aligned} \right\} . \quad (3)$$

当 $R = R_{\odot}$, 或者说在太阳邻域内, $A(R_{\odot}) = A$ 和 $B(R_{\odot}) = B$ 即为 Oort 常数 (单位 $\text{km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{kpc}^{-1}$)。由此可见, Oort 函数的形状以及常数 A 和 B 的数值与太阳银心距 R_{\odot} 的取值有关, 而 $A(R) - B(R) = \Theta(R)/R$ 则与 $d\Theta/dR$ 无关。不难知道对于自转曲线的平直段, 即当 $\Theta(R)$ 为常数时, 有 $d\Theta(R)/dR = 0$, 而 A 和 $-B$ 与银心距 R 成反比, 通常认为在太阳圈附近情况就是如此。

因此, 只要把银河系的理论自转曲线与观测自转曲线 $\Theta(R)$ 相拟合, 即可确定有关的拟合参数 R_{\odot} 和 $\Theta_{\odot} = \Theta(R_{\odot})$ 。根据上述原理, Olling & Merrifield 于 1998 年得出 $R_{\odot} = (7.1 \pm 0.4)$ kpc 以及 $\Theta_{\odot} = (184 \pm 8) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 在他们的理论模型中已考虑了星际气体的面密度分布^[77]。在 Olling & Merrifield 的工作之前, Toomre 和 Caldwell & Ostriker 利用比较简单的银河系质量分布模型, 通过另一条途径得出 $R_{\odot} = 8 \sim 8.5$ kpc^[25] 和 $R_{\odot} = (9.1 \pm 0.6)$ kpc^[29]。

4.3 光度距离的间接推定

1984 年 Ebisuzaki 等人估计了一批 X 射线暴的光度, 并设定这些 X 射线辐射来自 $1.4 M_{\odot}$ 的致密天体 (如相接双星中的一颗中子星), 辐射处于爱丁顿极限。据此, 他们估计出这些样本天体的光度距离, 并由 27 个 X 射线暴的峰值分布推知 $R_{\odot} \approx 7$ kpc^[30]。鉴于爱丁顿极限是指当球对称天体的辐射压力不超过引力时, 天体光度的上限, 所以实际上他们的结果应该是 $R_{\odot} \leq 7$ kpc。不久, Ebisuzaki 又对中子星 X 射线光度模型作了改进, 得出 $R_{\odot} \approx 5.8 \sim 6.7$ kpc^[78]。显然, 这些结果要比从其他途径得出的 R_{\odot} 值来得小。

差不多同一时期, Molnar 把类似的原理用于 X 射线源 Cyg X3。这是一个相接双星, 至少有一颗子星是致密天体。如果 Cyg X3 的 X 射线辐射来自 $1.4 M_{\odot}$ 的致密天体, 且光度处于爱丁顿极限, 则该 X 射线源的光度距离为 9.0 kpc, 并由此推知 $R_{\odot} = (7.7 \pm 1)$ kpc^[79]。

星系中的行星状星云因发出强的线发射而不难加以识别, 它们在各类星系中大量存在。行星状星云系统的光度函数在亮端会很快截止, 或者说不存在亮于某个绝对星等的行星状星云^[80]。实测表明, 亮端截止绝对星等 $M_{\text{PNT}}^{\text{cut}}$ 对不同星系中的行星状星云系统是很类似的, 理论研究也说明了这一特性确实存在。Binney & Tremaine 根据 Ciardullo 等人的工作^[81] 给出 $M_{\text{PNT}}^{\text{cut}} = -4.6 \pm 0.1$ ^[20]。因此, $M_{\text{PNT}}^{\text{cut}}$ 便可以用作标准烛光以测定星系的光度距离, 最大适用范围可达 1500 万秒差距。1992 年, Dopita 等人把这种方法用于 250 多个不同年龄的银河系核球族行星状星云, 经详细讨论后最终得出 $R_{\odot} = (7.6 \pm 0.7)$ kpc^[31]。

5 讨 论

表 1 按测定方法分类列出了 20 世纪 30 年代以来太阳银心距 R_{\odot} 的一些主要结果, 包括其发表年份、所用的示踪天体、观测波段以及相应的参考文献等说明。

表 1 太阳银心距 R_{\odot} 的主要测定结果

序号	方法分类	示踪天体	R_{\odot}/kpc	发表年份	参考文献	备注		
1	绝对测定	水脉泽源	10.8 ± 4.6	1988	[21]			
2			7.1 ± 1.5	1988	[21]			
3			6.5 ± 1.5	1988	[22]			
4			8.1 ± 1.1	1992	[23]			
5		恒星 (轨道运动)	7.94 ± 0.42	2003	[38]			
6			7.62 ± 0.32	2005	[39]			
7			银河系中央星团	7.2 ± 0.9	2003	[38]		
8	相对测定	球状星团	8.5 ± 1.6	1976	[4,5]	设定 Z_{lim}		
9			9.2 ± 1.3	1978	[7]	隐锥		
10			10.1 ± 0.7	1980	[33]	金属度分布		
11			7.2 ± 1.1	1982	[6]	富金属		
12			6.2 ± 0.9	1982	[6]	贫金属		
13			7.5 ± 0.9	1989	[82]			
14			天琴 RR 型变星	8.7 ± 0.6	1975	[9]		
15				8.1 ± 0.4	1986	[13]		
16				8.0 ± 0.6	1987	[14]	H 波段红外	
17				7.8 ± 0.4	1995	[58]	K 波段红外	
18				$7.87 \pm 0.62 \pm 0.26$	2008	[15]	K 波段红外	
19				(兼用造父变星)	$7.94 \pm 0.37 \pm 0.26$	2008	[15]	K 波段红外
20				(兼用造父变星)	7.64 ± 0.21	2008	[59]	红外
21		Mira 型变星		8.8	1982	[17]	红外	
22				8.0	1993	[33]	红外	
23				9.4 ± 0.5	1999	[19]	红外	
24				8.6 ± 0.7	2005	[18]	I 波段红外	
25				红团簇星	8.4 ± 0.4	1998	[35]	I 波段红外
26					$8.2 \pm 0.15 \pm 0.15$	1998	[36]	依巴谷资料
27					8.24 ± 0.42	2000	[61]	K 波段红外
28		$7.52 \pm 0.10 \pm 0.35$			2006	[37]	红外	
29		主序折向点恒星			9.2 ± 2.2	1974	[62]	
30		盾牌 δ 型变星		7.9 ± 0.3	2000	[64]		
31		间接推算	造父变星	10	1939	[65]	自转模型	
32				8.8	1954	[66]		
33			B 型星	8.9	1958	[67]		
34				9.9 ± 0.9	1965	[68]		
35				OH/IR 星	9.2 ± 1.2	1985	[28]	
36			星际 HII 区	造父变星	7.9 ± 0.7	1986	[69]	
37				8.5 ± 0.5	1992	[27]		
38	8.09 ± 0.30			1994	[70]			
39	8.5 ± 0.5			1997	[71]			
40	7.66 ± 0.32			1998	[73]			
41	银心区恒星			8.0 ± 0.9	2000	[72]		
42	疏散星团			8.3 ± 0.3	2004	[74]		
43	分子气体		8.01 ± 0.44	2005	[75]			
44			8~8.5	1972	[25]	质量分布模型		
45			9.1 ± 0.6	1981	[29]			
46			7.1 ± 0.4	1998	[77]			
47			X 射线暴	7	1984	[30]	爱丁顿极限	
48	Cyg X3		7.7 ± 1	1993	[79]			
49	核球行星状星云		7.6 ± 0.7	1992	[31]	光度函数		

5.1 关于 R_{\odot} 的测定精度问题

在表列 49 个 R_{\odot} 数据中, 绝大部分都给出了 R_{\odot} 测定值的中误差, 其中有 4 个 (序号 18、19、26、28) 分别列出了随机 (统计) 误差和系统误差, 它们均为近期的测定结果。有 7 个 (序号分别为 21、22、31、32、33、44、47) 作者未给出测定值的精度估计, 其中 6 个是 20 世纪 80 年代及之前的早期测定结果。

需要注意的是, 在给出单一误差估值的 38 个结果中, 有的作者明确指出该误差值已包括了随机误差和系统误差 (如序号 2), 或者说明了主要是系统误差 (如序号 35), 但不少作者并没有对结果进行详细的误差分析, 其主要原因是系统误差来源 (如周光关系或周光色关系的零点误差, 标准烛光值的不确定性, 星际消光改正等) 及其对 R_{\odot} 测定值的影响缺乏明晰的认识^[33]。因此, 不能简单地认为凡表列误差值越小者, R_{\odot} 的测定精度就越高。

5.2 关于 R_{\odot} 测定方法的发展趋势

从历史上看, Shapley 于 1918 年首次利用球状星团的分布, 按相对测定原理, 确定了太阳的银心距 R_{\odot} 。尽管他取所得的结果 $R_{\odot} = 13 \text{ kpc}$ ^[1] (表 1 中未列出) 与近期的测定值相差颇大, 但 Shapley 的工作具有里程碑意义。不过, 由表 1 可见, 尽管有近半数的 R_{\odot} 测定值来自相对测定方法, 但看来自 20 世纪 90 年代以来已不再有人利用球状星团分布来测定太阳的银心距了。

除球状星团外, 利用其他类别的示踪天体 (如天琴 RR 型变星、造父变星、Mira 型变星、红团簇星等) 对 R_{\odot} 作相对测定, 则已成为同类工作的主要方向之一, 自 20 世纪 70 年代中期起直至最近几年内仍时有相关结果发表, 且精度渐有提高。这一发展趋势无疑得益于空间天文和多波段天文 (主要是红外天文) 的进展, 从而能取得更多、更有用的观测资料 (如红外观测等)。在这类示踪天体中, 以天琴 RR 型变星的应用出现最早, 有结果发表的时段最长, 最近更同时兼用了造父变星资料以求取得更好的 R_{\odot} 测定值。另一方面, 观测红团簇星来确定 R_{\odot} 仅有 10 年的历史, 这显然与近年来空间天文的发展并日趋成熟有关。

按 Reid 的分类方案^[33], 间接推算法提供了为数众多的 R_{\odot} 测定结果, 在表 1 所列出的数据中约占 39%, 其中主要 (近 7 成) 来自银河系自转模型的应用, 自 1939 年起已有 60 多年的研究历史, 且涉及了各种不同的示踪天体, 包括造父变星、一些特定类别的恒星、疏散星团以及星际气体等。另一方面, 利用银河系质量分布模型、爱丁顿极限等测定 R_{\odot} 在最近 10 年内则未见有结果发表。

绝对测定方法的应用最早出现于 20 世纪 80 年代末, 其中根据双星轨道解算原理确定太阳银心距 R_{\odot} 更是最近 5 年内才完成的工作。鉴于测定 R_{\odot} 的这条途径需要取得银心附近示踪天体 (脉泽源和一些特定的恒星) 的高精度自行和视向速度, 光学观测至少在目前还不可能做到这一点, 因而必须仰仗于射电观测, 特别是 VLBI 观测和处理技术, 这正是该方法最晚面世的根本原因。

尽管绝对测定法可以完全避免相对测定法中诸如由示踪天体光度定标和星际消光带来的系统误差, 但该类方法也有自身的系统误差源。例如, 统计视差原理的应用要求示踪天体群的切向速度和视向速度服从等弥散度的三维正态分布, 而要是事实上这群天体的运动存在某种偏优方向, 或者存在某个方向上的整体性运动, 则必然会给 R_{\odot} 的测定值带来系统误差。尽管原则上说只要能建立合理的动力学模型, 这类系统性效应可加以有效的改正, 但前提是必须要有足够的观测资料^[20]。

由上述讨论可见,为了能客观地确定太阳的银心距 R_{\odot} ,不同类别的测定途径也许都不可偏废,即使对同类方法,也还应该考虑利用不同的示踪天体。

5.3 关于 R_{\odot} 的测定值

1985年,IAU推荐的太阳银心距为 $R_{\odot} = (8.5 \pm 1.1)$ kpc^[34]。1993年,Reid依据之前的多途径测定结果,并经过较为细致的分析,得出太阳银心距的最优测定值可取为 $R_{\odot} = (8.0 \pm 0.5)$ kpc^[33]。为方便讨论自1993年之后有关 R_{\odot} 的测定情况,表2列出了表1中1994年以来 R_{\odot} 的测定值,共计有21个,其中绝对测定值3个,相对测定值11个,而间接推算为7个,表中的序号与表1相同。凡是表1中明确给出统计误差和系统误差的 R_{\odot} 测定值(如序号18等,共4项),表2中给出的是两类误差的综合(均方根)值。

考虑到本文5.1节中关于 R_{\odot} 测定值精度的讨论,即表列 R_{\odot} 值的中误差并没有客观反映它们的实际测定精度,则不妨把这些 R_{\odot} 值看作为具有相近的测定精度,分别就各类方法所得到的 R_{\odot} 值取简单平均 $R_{\odot 1}$ 作为该类方法所得太阳银心距的最优估值,并由诸 R_{\odot} 测定值与 $R_{\odot 1}$ 之差异按常规方法分别估算各个 $R_{\odot 1}$ 的精度,结果列于表2中的第6列。

表2 1994年以来 R_{\odot} 的测定结果(摘自表1)

序号	方法分类	示踪天体	R_{\odot}/kpc	发表年份	$R_{\odot 1}/\text{kpc}$
5	绝对测定	恒星运动学	7.94 ± 0.42	2003	7.59 ± 0.37
6	(3)		7.62 ± 0.32	2005	
7		银河系中央星团	7.2 ± 0.9	2003	
17	相对测定	天琴 RR 型变星	7.8 ± 0.4	1995	8.14 ± 0.53
18	(11)		7.87 ± 0.67	2008	
19			7.94 ± 0.45	2008	
20			7.64 ± 0.21	2008	
23		Mira 型变星	9.4 ± 0.5	1999	
24			8.6 ± 0.7	2005	
25		红团簇星	8.4 ± 0.4	1998	
26			8.2 ± 0.21	1998	
27			8.24 ± 0.42	2000	
28			7.52 ± 0.36	2006	
30		盾牌 δ 型变星	7.9 ± 0.3	2000	
38	间接推算	造父变星	8.09 ± 0.30	1994	7.95 ± 0.46
39	(7)		8.5 ± 0.5	1997	
40			7.66 ± 0.32	1998	
41		银心区恒星	8.0 ± 0.9	2000	
42		疏散星团	8.3 ± 0.3	2004	
43		分子气体	8.01 ± 0.44	2005	
46			7.1 ± 0.4	1998	

由表列数值可见, 3 类不同方法所得的太阳银心距并无显著的统计差异。不过, 相比较而言, 以绝对测定所得的 $R_{\odot 1}$ 值为最小, 相对测定所得到的 $R_{\odot 1}$ 值最大。另一方面, 绝对测定值仅有 3 项结果, 但它们的内部符合精度最高; 相反, 尽管相对测定值计有 11 项来自 4 类不同示踪天体的结果, 但其内符精度却最差。最后, 无论从 $R_{\odot 1}$ 数值的大小, 还是其内符精度的高低, 间接推算法取得的结果均居于另两类方法所得数值之间。

如果由 3 种不同途径 (绝对测定、相对测定和间接推算) 所得 $R_{\odot 1}$ 值的中误差确定相应的权, 加权平均值为 $\bar{R}_{\odot} = (7.82 \pm 0.16)$ kpc。如取它们的简单平均值为最后结果, 则有 $\bar{R}_{\odot} = (7.89 \pm 0.16)$ kpc, 可见与加权平均结果并无显著差异。据此, 不妨可取

$$\bar{R}_{\odot} = (7.82 \pm 0.16) \text{ kpc}$$

作为 1993 年之后 R_{\odot} 测定结果的“最优”估值。

无论从表 1 和表 2 所列出的太阳银心距, 或者比较 1964 年、1985 年 IAU 推荐的 R_{\odot} 值 10 kpc 和 8.5 kpc, Reid 于 1993 年给出的 8.0 kpc, 以及本文得到的结果 7.82 kpc, 不难看出太阳银心距的测定值总体上表现为减小的趋势, 测定精度则渐而提高。随着新观测资料的取得, 人们仍将会通过不同途径对太阳银心距作新的测定。可以预期, 未来 R_{\odot} 的测定值很可能不会出现太大的改变。

参考文献:

- [1] Shapley H. ApJ, 1918, 48: 154
- [2] Kapteyn J C. ApJ, 1922, 55: 302
- [3] Fernie J D. AJ, 1962, 67: 769
- [4] Harris W E. AJ, 1976, 81: 1095
- [5] Harris W E. IAUS, 1980, p.81
- [6] Frenk C S, White S D M. MNRAS, 1982, 198: 173
- [7] Sasaki T, Ishizawa T. A&A, 1978, 69: 381
- [8] Surdin V G. Sov. Astron. 1980, 24: 550
- [9] Oort J H, Plaut L. A&A, 1975, 41: 71
- [10] Walker A R, Terndrup D M. ApJ, 1991, 378: 119
- [11] Clube S V M, Dawe J A. MNRAS, 1980, 190: 591
- [12] Blanco V M, Blanco B M. Mem. Soc. Astron. Ital. 1985, 56: 15
- [13] Walker A R, Mack P. MNRAS, 1986, 220: 69
- [14] Fernley J A, Longmore A J, Jameson R F *et al.* MNRAS, 1987, 226: 927
- [15] Groenewegen M A T, Udalski A, Bono G. A&A, 2008, 481: 441
- [16] van den Bergh S, Herbst E. AJ, 1974, 79: 603
- [17] Glass I S, Feast M W. MNRAS, 1982, 198: 199
- [18] Groenewegen M A T, Blommaert J A D L. A&A, 2005, 443: 143
- [19] Catchpole R, Whitelock P A, Feast M W *et al.* IAUS, 1999, 192: 89
- [20] Binney J, Tremaine S. In: Jeremiah P O *et al.* Galactic Dynamics, Princeton: Princeton University Press, 1987
- [21] Raid M J, Schneps M H, Moran J M *et al.* ApJ, 1988, 330: 809
- [22] Raid M J, Gwinn C R, Moran J M *et al.* BAAS, 1988, 20: 1027

- [23] Gwinn C R, Moran J M, Raid M J. *ApJ*, 1992, 393: 149
- [24] Cruz-González C. *MNRAS*, 1974, 168: 41
- [25] Toomre A. *QJRAS*, 1972, 13: 241
- [26] Bolona L A, Feast M W. *MNRAS*, 1974, 167: 621
- [27] Caldwell J A R, Avruch I M, Metzger M R *et al.* *ASPC*, 1992, 30: 111
- [28] Herman J, Baud B, Habing H J *et al.* *A&A*, 1985, 143: 122
- [29] Caldwell J A R, Ostriker J P. *ApJ*, 1981, 251: 61
- [30] Ebisuzaki T, Hanawa T, Sugumoto D. *PASJ*, 1984, 36: 551
- [31] Dopita M A, Jacoby G H, Vassiliadis E. *ApJ*, 1992, 389: 27
- [32] Kerr F J, Lynden-Bell D. *MNRAS*, 1986, 221: 1023
- [33] Reid M J. *ARA&A*, 1993, 31: 345
- [34] Cox A N. ed. *Allen's Astrophysical Quantities*, Fourth Edition, New York: Springer-Verlag Inc. 1999: 569
- [35] Paczyński B, Stanek K Z. *ApJ*, 1998, 494: L129
- [36] Stanek K Z, Garnavich P M. *ApJ*, 1998, 503: L131
- [37] Nishiyama S, Nagata T, Sato S *et al.* *ApJ*, 2006, 647: 1093
- [38] Eisenhauer E, Schödel R, Genzel R *et al.* *ApJ*, 2003, 597: L121
- [39] Eisenhauer E, Genzel R, Alexander T *et al.* *ApJ*, 2005, 628: 246
- [40] Genzel R, Townes C H. *ARA&A*, 1987, 25: 377
- [41] Trumpler R J, Weaver H F. *Statistical Astronomy*, New York: Dover, 1953
- [42] Genzel R, Reid M J, Moran J M *et al.* *ApJ*, 1981, 244: 884
- [43] Genzel R, Downes D, Schneps M H *et al.* *ApJ*, 1981, 247: 1039
- [44] Schneps M H, Lane A P, Downes D *et al.* *ApJ*, 1981, 249: 124
- [45] Oyama T, Miyoshi M, Deguchi S *et al.* *PASJ*, 2008, 60: 11
- [46] Mužić K, Eckart A, Schödel R *et al.* *A&A*, 2007, 469: 405
- [47] van Langevelde H J, Diamond P J. *MNRAS*, 1991, 249: 7
- [48] Salim S, Gould A. *ApJ*, 1999, 523: 633
- [49] Schödel R, Ott T, Genzel R *et al.* *Nature*, 2002, 419: 694
- [50] Ghez A M, Duchêne G, Matthews K. *ApJ*, 2003, 586: L127
- [51] Kukarkin B V. *A catalog of the Globular Star Clusters of our Galaxy*. Moscow: Astron. Council, USSR Acad. Sci, 1974
- [52] Wright A E, Innanen K A. *Bull. Am. Astron. Soc.*, 1972, 4: 267
- [53] Peterson C J, King I. *AJ*, 1975, 80: 427
- [54] Strugnell P, Reid N, Murry C A. *MNRAS*, 1986, 220: 413
- [55] Jones R V, Carney B W, Latham D W. *ApJ*, 1988, 332: 206
- [56] Liu T, Janes K A. *ApJ*, 1990, 354: 273
- [57] Liu T, Janes K A. *ApJ*, 1990, 360: 561
- [58] Carney B W, Fulbright J P, Terndrup D M *et al.* *AJ*, 1995, 110: 1674
- [59] Feast M W, Laney C D, Kinman T D *et al.* *MNRAS*, 2008, 386: 2115
- [60] Udalski A, Szymański M, Kaluźny J *et al.* *Acta. Astron.* 1992, 42:253
- [61] Alves D R. *ApJ*, 2000, 539: 732
- [62] van den Bergh S. *ApJ*, 1974, 188: L9
- [63] McNamara D H. *PASP*, 1997, 109: 1221
- [64] McNamara D H, Madsen J B, Barnes J *et al.* *PASP*, 2000, 112: 202
- [65] Joy A H. *ApJ*, 1939, 89: 356
- [66] Weaver H F. *AJ*, 1954, 59: 375
- [67] Feast M W, Thackeray A D. *MNRAS*, 1958, 118: 125
- [68] Feast M W, Shuttleworth. *MNRAS*, 1965, 130: 245

- [69] Rohlfs K, Chini R, Wink J E *et al.* A&A, 1986, 158: 181
- [70] Pont F, Mayor M, Burki G. A&A, 1994, 285: 415
- [71] Feast M W, Whitelock P. MNRAS, 1997, 291: 683
- [72] Genzel R, Pichon C, Eckart A *et al.* MNRAS, 2000, 317: 348
- [73] Metzger M R, Caldwell J A R, Schechter P L. ApJ, 1998, 115: 635
- [74] Gerasimenko T P. Astronomy Reports, 2004, 48: 103
- [75] Avedisova V S. Astronomy Reports, 2005, 49: 435
- [76] Majewski S R, Law D R, Polak A A *et al.* ApJ, 2006, 637: L25
- [77] Olling R P, Merrifield M R. MNRAS, 1998, 297: 943
- [78] Ebisuzaki T. PASJ, 1987, 39: 287
- [79] Molnar L M. PhD thesis, Harvard Univ. 1985,
- [80] Méndez R H, Teodorescu A M, Schönberner D *et al.* ApJ, 2008, 681: 325
- [81] Ciardullo R, Jacoby G H, Ford H C *et al.* ApJ, 1989, 339: 53
- [82] Racine R, Harris W E. AJ, 1989, 98: 1609

Approaches for measurements of the distance from the Sun to the Galactic Center

ZHAO Jun-liang

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

Abstract: Since the seminal work of Shapley (1918) on the distribution of globular star clusters in the Milky Way Galaxy, from which R_{\odot} , the distance from the Sun to the Galactic center, was first estimated, astronomers have paid lots of efforts to determine R_{\odot} as accurately as possible by using various methods. The importance of determining R_{\odot} is that its value has close relationship with studies on astronomy and astrophysics, especially with some topics on Galactic and extragalactic distance scales. Since extragalactic distances are based on Galactic calibrations, the Hubble constant and R_{\odot} are interrelated.

Following what M. J. Reid did, methods used for measuring R_{\odot} can be categorized as primary measurements, secondary measurements and indirect measurements. The primary measurements are defined as a distance measured directly, with no secondary calibration such as “standard candle” calibration or Galactic rotation model, to a tracer at or very near to the Galactic center. It is an approach to absolutely estimate R_{\odot} . On the other side, secondary measurements of R_{\odot} need to use luminosity distances to sources whose distribution can be or are assumed to be symmetrical about the Galactic center. Obviously, this category belongs to relative estimation of R_{\odot} . Finally, indirect measurements combine different kinds of observations with a Galactic model or some other theoretical constraints.

Before the end of the 20 century, the only tracers which can be used for absolute determination of R_{\odot} without any calibration are the H₂O maser sources very near to the Galactic center, such

as ones in Sgr B2. According to the principle of statistical parallax one can obtain a fairly precise estimate of R_{\odot} from proper motions and line-of-sight velocities of maser spots. Early in this century, values of R_{\odot} were determined from measurements of a star orbiting the compact radio source Sgr A* on the basis of the classical “orbiting binary” technique and from the central star cluster based on the statistical parallax method.

So far as the secondary measurements are concerned, several different kinds of tracers have been used for relative determinations of R_{\odot} , such as globular clusters, RR Lyrae variables, Mira variables, giants, red clump stars etc. For example, some 100 years ago Shapley assumed that the globular clusters in a large sample are symmetrically distributed about the Galactic center, and then R_{\odot} can be estimated from finding the location of greatest density of the distribution. For this kind of measurements an important factor which has direct impact on the estimate of R_{\odot} is how to reasonably obtain luminosity distances to tracers, and therefore the effects of interstellar extinction and tracer’s metallicity on luminosity distances must be considered carefully. Up to now, most of the R_{\odot} -values have been obtained by means of the secondary measurements.

Since early 1930’s, a great variety of tracers and reduction methods have been used to lead to indirect estimates of R_{\odot} , including Cepheids, OB stars, interstellar HII regions, open clusters, molecular gas, x-ray sources etc. by using the rotation model, mass distribution model, the Eddington luminosity limit or luminosity function. The main different between the primary and secondary measurements is that for indirect measurements tracers far away from the Galactic center can be used to determine R_{\odot} .

The values of R_{\odot} recommended by the IAU in 1964 and in 1985 are 10 kpc and 8.5 ± 1.1 kpc respectively. In a review, M. J. Reid summarized the work on determining R_{\odot} published before 1993, and recommended a “best value” of R_{\odot} as 8.0 ± 0.5 kpc. After Reid’s review many new and more reliable estimates of R_{\odot} are published. We find an unweighted average of these new R_{\odot} -values collected in this paper is 7.82 ± 0.16 kpc. From the above values the Galactocentric distance of the Sun seems to show a tendency of getting smaller. However, it may expect that the R_{\odot} -value will not be changed significantly in future.

Key words: astrophysics; Milky Way Galaxy; galactocentric distance of the Sun