

文章编号: 1000-8349(2012)04-487-14

银河系自转曲线的测定

赵君亮^{1,2}

(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: 银河系自转曲线研究有着重要的天体物理意义。自转曲线可以利用多种星族 I 示踪天体来加以测定, 如经典造父变星、行星状星云、碳星、疏散星团、OB 型星, 以及中性氢巡天等。相关研究表明, 在太阳圈之外, 银河系自转曲线大致保持为平坦状, 甚至略有抬高, 从而为大质量暗晕的存在提供了有力的观测证据。

关键词: 银河系; 自转曲线; 星族 I; 行星状星云; 中性氢巡天

中图分类号: P156 **文献标识码:** A

1 引言

银河系自转曲线研究对银河系天体物理具有多方面的重要意义, 特别是它可以用来探测银河系的结构和质量分布, 给银河系质量模型以观测约束, 并进而探究银河系内暗物质的存在^[1-3]。另外, 一旦测得了自转曲线, 便可以通过测定银河系天体的视向速度, 来推算它们的运动学距离, 即自转视差^[1,3,4]。

关于银河系自转特性的研究有着漫长的历史。1887 年, 俄国天文学家奥托·斯特鲁维在假设银河系作刚体转动的前提下, 通过对恒星自行的分析, 得出银河系自转角速度约为每百年 $0''.41 \pm 0''.42$ 。尽管这一数值的不确定性很大, 但与今天太阳附近星族 I 天体的转动角速度值 (每百年 $0''.53$) 之差异并不算太大^[4]。1924—1925 年间, 瑞典天文学家斯特伦堡发现了恒星运动的不对称性^[5,6]。不久, 瑞典天文学家林德伯拉德便对之做出了正确的解释——不同次系天体绕银河系有着不同的转动速度^[7]。差不多同一时期, 荷兰天文学家奥尔特发展了林德伯拉德的思想, 并从理论和观测上确认银盘星族 I 恒星的较差转动特征, 即自转角速度随银心距的不同而不同^[8,9]。

如以 $\omega \equiv \omega(R)$ 表示银盘中银心距为 R 处天体绕银心的转动角速度, 则较差自转效应的数学表达式便是 $\omega(R) \neq \text{const}$ 。对位于太阳邻域内 (例如日心距 $r < 1 \text{ kpc}$) 的天体, 其观测

收稿日期: 2012-03-30; 修回日期: 2012-05-18

资助项目: 国家自然科学基金 (10773020, 10778003, 10833055)

视向速度 v_r 和自行 (μ_l, μ_b) 与 $\omega(R)$ 之间的关系可由下列奥尔特公式给出:

$$\begin{cases} v_r = Ar \cos^2 b \sin 2l \\ k\mu_l \cos b = (B + A \cos 2l) \cos b \\ k\mu_b = -0.5A \sin 2b \sin 2l \end{cases}, \quad (1)$$

式中 $k = 4.74$ 为单位转换系数, (r, l, b) 为天体的日心银道坐标, (A, B) 为奥尔特常数, 由下式给出:

$$\begin{cases} A = -\omega'_{\odot} R_{\odot} / 2 = \frac{1}{2} \left(\frac{V}{R} - \frac{dV}{dR} \right)_{\odot} \\ B = -\omega_{\odot} + A = -\frac{1}{2} \left(\frac{V}{R} + \frac{dV}{dR} \right)_{\odot} \end{cases}, \quad (2)$$

这里 $\omega' = \partial\omega/\partial R$ 为天体绕银心转动角速度 $\omega \equiv \omega(R)$ 随银心距 R 的变化率, 在太阳邻域内可以有 $\omega'_{\odot} = -(\omega - \omega_{\odot})/r \cos b \cos l$, V 为转动线速度; 下标“ \odot ”表示太阳位置处的相应值, 而 R_{\odot} 、 V_{\odot} 等则称为本地银河系参数 (local Galactic parameters)。对位于银道面附近天体, 因为 $b \approx 0$, 式 (1) 便退化为:

$$\begin{cases} v_r = Ar \sin 2l \\ k\mu_l = A \cos 2l + B \end{cases}. \quad (3)$$

所谓银河系自转曲线研究, 就是要通过实测来确定不同银心距 R 的星族 I 天体绕银河系中心之转动线速度 $V(R) \equiv R\omega(R)$ 。由奥尔特公式可见, 仅有视向速度只能求得银河系自转的较差项 $\omega'_{\odot}(R)$, 而为得出 $\omega(R)$ 必须设法知道太阳绕银心的自转角速度 $\omega_{\odot} = A - B$, 后者可以利用自行观测资料求得。

自 20 世纪 30 年代末以来, 人们利用各类星族 I 天体的实测资料, 探究了银河系自转曲线的具体形式, 特别是银河系外区 $V(R)$ 的变化情况。在实测和研究工作中所用的星族 I 天体有经典造父变星^[10-17]、行星状星云^[18-22]和碳星^[23-27], 以及中性氢巡天^[28-32]; 也有用疏散星团^[33-35]、H II 区^[36,37]、OB 型星^[38,39]、AGB 星^[40]等作为示踪天体, 以及 CO 巡天^[41,42], 而不少工作则是综合利用了一种以上的星族 I 天体^[43-52]。

早在 20 世纪 70 年代后期, 人们已经清楚地意识到, 旋涡星系自转曲线在盘的外区通常呈平坦状, 即 $V(R)$ 值大致保持不变, 它并不随中心距 R 的增大而减小^[53-55], 这一结果随即被用作支持此类星系存在大质量暗物质晕的观测证据^[56]。差不多同一时期, 类似的情况在银河系中也得到了确证——在银盘外区, 直至 $R \approx 15$ kpc 范围内自转曲线是平坦的, $V(R)$ 值甚至略有增大^[41,56,57]。到 20 世纪 90 年代, 关于银河系自转曲线的观测研究, 所涉及示踪天体的银心距至少已达到 $R \approx 2.5R_{\odot}$ ^[30,31], 而在这一范围内上述基本结论仍然成立。

2 确定银河系自转曲线的途径

2.1 利用示踪天体

由公式 (1) 可以推知

$$v_r \equiv v_r(l, b, R) = R_\odot [V/R - V_\odot/R_\odot] \sin l \cos b, \quad (4)$$

式中 R_\odot 为太阳银心距, V_\odot 为本地静止标准绕银河系中心的圆周运动速度。如记

$$W(R) = R_\odot [V/R - V_\odot/R_\odot] = R_\odot (\omega - \omega_\odot), \quad (5)$$

$W(R)$ 反映了银河系较差自转对观测视向速度的影响。于是式 (4) 可写作

$$v_r = W(R) \sin l \cos b. \quad (6)$$

目标天体的银心距 R 可按式计算:

$$R^2 = R_\odot^2 + r^2 \cos^2 b - 2rR_\odot \cos b \cos l. \quad (7)$$

可见, 只要测得目标天体的视向速度 v_r 和日心距 r , 即可确定该天体绕银河系中心的转动线速度 $V(R)$ 。

若以 $R = R_\odot$ 的太阳圈为界, 称 $R < R_\odot$ 的区域为银河系内盘, $R > R_\odot$ 的区域为银河系外盘, 那么在探究银河系自转曲线的工作中, 对位于这两个区域中示踪天体之 $V(R)$ 的确定方法可以是不同的。

首先来看内盘的情况。如在某一观测方向 (l, b) 上测定日心距不同的同类示踪天体之视向速度 v_r , 并找出其中的极大值 $v_{r,\max}$, 则可以有^[59]

$$v_{r,\max} = V(R_m) - V_\odot \sin l, \quad (8)$$

这里 R_m 为取得 $v_{r,\max}$ 之目标天体 (记为 S_m) 的银心距, 有

$$R_m = R_\odot \sin l, \quad (9)$$

而 $V(R_m)$ 为天体 S_m 绕银河系中心的圆周运动速度。对应于不同观测方向 (l, b) , 可以通过这一途径得出所需要的 $V(R_m) - R_m$ 关系, 即自转曲线 $V(R)$ 。因为太阳 - S_m 连线与 S_m 处的圆周运动轨道相切, 故这种方法被称为切点法 (tangential point method)。切点法的好处是, 只要 R_\odot 为已知, 则目标天体 S_m 的银心距可由式 (9) 直接求得, 不必独立测定其日心距 r , 然后再由式 (7) 来推算它的银心距 R 。

对于银河系外盘, 切点法显然不适用。这时, 除观测视向速度 v_r 外, 还必须独立测定目标天体的日心距 r , 然后利用式 (7) 得出其银心距 R , 再由式 (6) 推算出 $V(R)$, 即外盘的自转曲线。因此, 银河系外盘区域的示踪天体应该是一些能测得距离 (日心距) 的标距天体 (distance indicators), 如经典造父变星、疏散星团、OB 型星, 等等。

不难理解, 这种 $(v_r, r) \rightarrow V(R)$ 的途径也可用于确定银河系内盘的自转曲线, 前提是能独立测得目标天体的日心距 r 。

由式 (1) 可知, 示踪天体的自行 $\mu \equiv (\mu_l, \mu_b)$ 亦可用于银河系自转曲线研究。不过, 鉴于早期天体自行的测定精度不高, 特别对远距离天体来说, 由自行推得之切向速度的不确定性太大, 故只能限于用视向速度来讨论银河系自转。自 20 世纪末起, 随着自行资料的累积以及测定精度的提高, 有人开始综合利用视向速度和自行观测资料来探究银河系自转曲线, 并取得一些不错的结果^[14,27,35,44,46]。

2.2 中性氢 21 cm 谱线观测

设想把 HI 盘看成由多个以银河系中心为中心的等厚度 HI 圆环组成, 记环的角厚度为 Δb , 与之相应的线厚度为 z_0 , 则可以有

$$\tan \Delta b = \frac{z_0}{R_\odot \cos l + \sqrt{R^2 - R_\odot^2 \sin^2 l}}, \quad (10)$$

Δb 为观测量。上式可用于确定目标 HI 环的半径 R (即银心距) 和厚度 z_0 , 再由观测视向速度 v_r 和式 (6) 便可推算出该环的转动速度 $V(R)$ 。这条途径不涉及具体的示踪天体, 而是通过测量银盘中 HI 层厚度随银心距的变化来探究自转曲线, 由 Merryfield^[30] 于 1992 年提出, 并用于确定 $R \leq 2.5R_\odot$ 范围内的银河系 HI 自转曲线。显然, 上述方法的一个假设性前提是, 在大尺度上 HI 环的厚度与环物质的周向分布无关, 对此 Merryfield^[30] 做了较详细的讨论并予以肯定, 而前人的工作也确认了这一点^[60]。

在 Merryfield^[30] 的工作之前, Petrovskaya 和 Teerikorpi^[28] 于 1986 年提出了另一种由中性氢 21 cm 谱线轮廓, 同时引入光深的概念, 来确定银河系自转曲线的方法, 并成功用于 $R < R_\odot$ (内盘) 和 $R > R_\odot$ (外盘) 两个区域^[28,46]。对此, Honma 和 Sofue^[31] 做了简要的评述。限于篇幅本文不作详细展开。

3 主要结果

关于银河系自转曲线的研究工作很多, 本文仅择其有代表性的一些主要结果作简要的介绍。

3.1 造父变星

经典造父变星属于星族 I 天体, 它们分布在银道面附近, 因有确定的周光关系而广泛用于距离测定, 测距精度较高; 此类变星的光度大, 即使很远也能观测到, 且易于证认, 这些特征对研究银河系自转曲线殊为有利。

对于太阳邻域银河系内盘较差自转的讨论, 实际上简单归结为测定奥尔特常数 A 。早在 1939 年, Joy^[10] 即率先利用日心距 $r < 3$ kpc 范围内 156 颗造父变星的观测视向速度, 讨论了银河系自转及与之相关的一些问题, 如星际消光对光度距离的影响等。这项工作得出 $V_\odot = 296 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 以及 $A = 20.9 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$ 。1956 年, Stibbs^[11] 由银心距 $5.4 < R < 11.9$ kpc 范围内 189 颗造父变星的视向速度, 得出 $A = 19.5 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$, 并

认为样本天体不存在大尺度非轴对称运动。上述结果与 IAU 1985 年的推荐值 ($V_{\odot} = 220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 和 $A = 14.4 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$) 相差甚远^[62], Kraft 和 Schmidt 认为主要原因在于照相星等有较大的不确定性^[63]。

随着测光精度的提高和对星际消光的深入探讨, 1963 年 Kraft 和 Schmidt^[63]由 152 颗造父变星得出 $A = 15 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$ 。1987 年, Caldwell 和 Coulson^[12]由 194 颗造父变星得出 $A = 14.6 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$, 以及 $V_{\odot} \approx 2AR_{\odot} = 228 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。此后, 不同途径所测得之奥尔特常数 A 的数值大多在 $15 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$ 附近^[13,15], 但自行资料加入后所得出的 $A = 18.6 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$ 则与之相差较大^[14]。

20 世纪 90 年代, 人们开始通过远距离造父变星来探究银河系外盘的自转曲线。1996 年, Pont 等人^[15]利用 130 多颗造父变星 (其中有近 30 颗 $11 < R < 15 \text{ kpc}$) 所得出的结果表明, $A = 15.9 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$, 在 $R_{\odot} < R < 11 \text{ kpc}$ 范围内 $V(R)$ 略有减小, 而当 $R > 11 \text{ kpc}$ 时自转曲线便呈平坦状, $V(R) \approx 200 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 基本保持不变。翌年, Pont 等人^[17]又利用银经范围 $118^{\circ} < l < 274^{\circ}$ 内的造父变星完备样本 (V 波段视星等为 $9 < m_V < 15$) 得出了类似的结果 (参见图 1)。

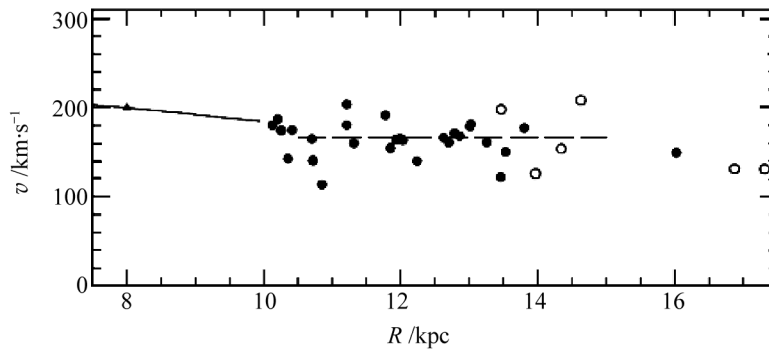


图 1 由造父变星得出的银河系外区的自转曲线^[17]

圆圈和黑点表示资料取自不同的观测样本。

在近 10 多年内, 未见有更新的相关工作发表, 原因也许是受观测样本所限。

3.2 行星状星云

行星状星云 (PN) 是一些高光度天体, 即使在相当远的地方也能较为精确地测定其视向速度, 而且为数众多, 这些特征对于研究银河系自转曲线颇为有利。然而, PN 并非纯星族 I 天体, 有些 PN 属于星族 II, 甚至其中的极端星族 II (晕星族), 而后者不应用作确定自转曲线的示踪天体^[64]。为此, 需对样本 PN 进行分类, 以确定其中的星族 I 天体^[64-66]。另外, 对于不同的 PN, 距离测定可以有多种途径, 如利用中心星的分光视差、星际视差、速度视差, 以至统计视差等, 具体做法取决于对目标 PN 所能取得的有用观测资料, 对之 Acker^[67]有较详细的说明。

1983 年, Schneider 和 Terzian^[18]利用 Schneider 等人^[68]所提供的 524 个 PN, 对其中有距离测定值的 250 个 PN 做了一项研究, 样本银心距范围 $4 < R < 19 \text{ kpc}$ 。他们发现

$V_{\odot} \approx 220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 而当 $R > R_{\odot}$ 时自转曲线有所抬高; 不过, 远银心距 PN 转动速度的不确定性相当大 (参见文献 [18] 之图 2)。后来的一些研究表明, 自 $R = R_{\odot}$ 起外盘的自转曲线基本上是平坦的, $V(R)$ 值并未表现出有明显增大或减小的趋势^[19,20,22]; 这些工作所用的样本 PN, 尽管个数有的已接近 900^[20], 但银心距均不超过 14 kpc。

3.3 碳星

1985 年, Richer 等人^[69]注意到大、小麦哲伦云中的碳星有近乎相同的 I 波段平均绝对星等 $M_I = -4.75 \text{ mag}$, 而以此作为标准烛光推得星系 NGC 205 的光度距离, 与利用造父变星确定的距离相符。人们注意到用碳星测定光度距离有着若干重要的优点^[23,70], 如它们是 I 波段上光度最大的巨星, 在一些河外星系中也能观测到; 碳星不难确认, 其平均绝对星等 M_I 的弥散度相当小; 不难取得低信噪比光谱, 并测得其视向速度; 观测较造父变星比较简单, 因为后者需测定光变周期。

2007 年, Demers 和 Battinelli^[26]利用 70 颗位于银道面附近的碳星做了一项研究。样本碳星的银经范围为 $60^{\circ} < l < 220^{\circ}$, 银心距范围 $9 < R < 15 \text{ kpc}$ 。结果表明, 对于银经范围为 $60^{\circ} < l < 150^{\circ}$ 的子样本碳星 (35 颗) 来说, 所反映的外盘自转曲线基本上呈平坦状, 有 $V(R) = 220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ (参见图 2)。不过, 其余部分碳星所反映的 $V(R)$ 与 $220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 有相当大的弥散 (参见文献 [26] 中的图 6), 并对此做了一些解释。

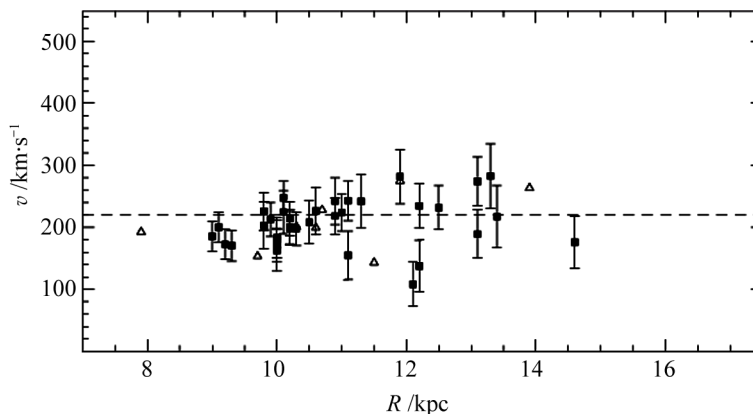


图 2 由碳星得出的银河系外区的自转曲线^[26]

三角形点的资料取自文献 [24]。

近期, Liu 和 Zhu^[27]综合利用 74 颗碳星的视向速度和自行, 研究了银河系外盘区域的自转曲线。样本碳星均位于银道面附近 ($|b| < 6^{\circ}$), 而银经分布范围为 $90^{\circ} < l < 270^{\circ}$, 银心距范围 $8 < R < 17 \text{ kpc}$ 。他们的结论是, 外盘自转曲线呈平坦状, 有 $V(R) \equiv (210 \pm 12) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。不过, 尽管自行的精度很高 ($3 \sim 6 \text{ mas}\cdot\text{a}^{-1}$), 但由于距离的不确定性, 特别是对远距离碳星来说切向速度的误差就相当大, 引入自行后样本碳星转动速度的拟合弥散度会有所增大。

3.4 中性氢 21 cm 巡天

1954 年, Kwee 等人^[59]首次通过 21 cm 中性氢观测, 确定了银河系内盘东区 ($l > 0$) 的自转曲线。1962 年, Kerr^[71]又讨论了西区 ($l < 0$) 的自转曲线。嗣后, 利用中性氢 21 cm 巡

天研究银河系自转曲线的工作做得很多, 且扩展到外盘, 如 1965 年 Agekyan 等人^[72]的自转曲线范围就已达到 $5.7 < R < 12.5$ kpc。

为了证实银河系暗晕的存在及其分布尺度, 人们总是力图把自转曲线的测定范围尽可能向远银心距端延展, 而中性氢观测可算是实现这一目标的最有效手段之一。1992 年, Merryfield^[30]通过对银盘 HI 层厚度随银心距变化的探究, 使银河系自转曲线的确定最远达到 $R = 2.5R_{\odot} = 20$ kpc, 当 $R > R_{\odot} = 8$ kpc 时自转曲线基本上呈平坦状 (参见图 3)。

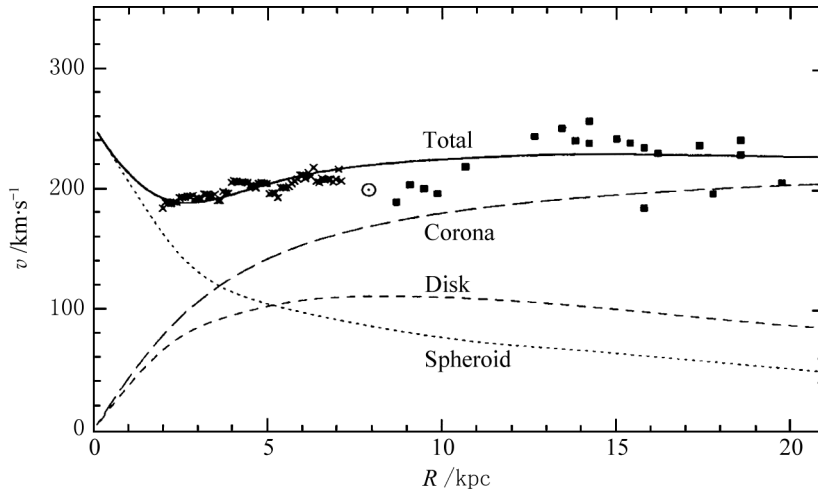


图 3 银河系 HI 自转曲线^[30]

1997 年, Honma 和 Sofue^[31]确定了 $0.3R_{\odot} < R < 2.5R_{\odot}$ 范围内的银河系自转曲线, 其中外盘区部分用的是 Petrovskaya 和 Teerikorpi^[28] 以及 Merryfield^[30]提出的 2 种方法, 而内盘区则用 Fich 等人^[38]的切点法, 并首次对自转曲线的不确定性进行了讨论。经过与其他一些结果的比较后他们认为, Merryfield 方法不仅误差最小, 而且适用的银心距范围最大。另外, 外盘自转曲线的走向与本地银河系参数的取值有关, 如果取当时的 IAU 推荐值, 曲线会渐而抬高, 但若取 $V_{\odot} < 200$ km·s⁻¹, 则曲线可能会有所下降。

3.5 多种星族 I 天体的综合利用

从历史上看, 除经典造父变星和中性氢巡天外, 其他星族 I 天体用于银河系自转曲线研究最早都始于 20 世纪 70 年代末或更晚一些时间。例如, 在疏散星团方面, 1985 年 Hron 和 Maitzen^[33]利用 105 个年轻疏散星团讨论了 $5 < R < 13$ kpc 范围内的自转曲线; 2004 年 Gerasimenko^[34]利用 146 个疏散星团确定了本地银河系参数, 2007 年 Bobylev 等人^[35]利用 375 个星团的空间速度确定了本地银河系参数, 并得出 $4 < R < 11$ kpc 范围内的自转曲线。又如, 单用 AGB 星研究银河系自转的, 仅见于 2000 年 Nakashima 等人^[40]的工作, 自转曲线所涉及的银心距 $R < 13$ kpc。

自 20 世纪 80 年代末起, 不少工作是综合利用了一种以上的星族 I 示踪天体来研究银河系自转曲线。如 Amaral 等人^[45]的工作用到行星状星云、AGB 星和碳星 (总

数 182), Glushkova 等人^[46,47]用了年轻疏散星团、经典造父变星和红超巨星 (总数约为 700), Zabolotskikh 等人^[48]用到了蓝超巨星、长周期造父变星、年轻疏散星团以及 HI 和 HII 视向速度 (总数约为 650), 等等。在上述工作中用得较多的示踪天体是疏散星团, 以及造父变星、OB 型星和 HI、HII 等。

1989 年, Fich 等人^[43]利用 HI 切点速度 (银河系内盘) 以及 CO 速度和 HII 距离 (银河系外盘), 确定了 $3 < R < 17$ kpc 范围内的银河系自转曲线, 并推知该曲线从 $R = R_{\odot} \rightarrow 2R_{\odot}$, 自转速度 $V(R) = 220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 的变化不大于 2%。

1996 年, Frink 等人^[44]利用 197 颗 OB 型星和 144 颗造父变星的视向速度和自行资料, 发现在 $6 < R < 12$ kpc 范围内自转曲线是平坦的, $V(R) = 220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 且两类天体所得到结果符合得很好。

自 20 世纪末起, 一些俄罗斯天文学家综合利用较大样本的多种示踪天体, 对银河系运动学进行了多方面的研究^[35,39,46-52]: 除实测自转曲线外, 还包括确定奥尔特常数^[39,52], 引入奥尔特公式中所略去的高阶项^[35,39], 讨论银盘是否存在大尺度径向运动^[39]等, 多数工作还兼用了自行资料, 而示踪天体所涉及的银心距范围大多不超过 12 kpc。尽管不同工作所得出的结果在细节上不尽一致, 但总的来看 $V(R) \approx 200 \sim 220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 随着银心距的增大, 当 $R > R_{\odot}$ 时自转曲线开始有所下降, 而当 $R > 11$ kpc 时曲线又略有抬高, 变化幅度不超过 $\pm 10 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ^[46], 这与 Clemens^[1]的早期结果基本一致。至于奥尔特常数, 这些工作中近期所得出的结果为 $A = (15.5 \pm 0.3) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$ 和 $B = (-12.2 \pm 0.7) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$ ^[52]。

4 若干相关问题

本节仅对与银河系自转研究有关的若干问题作进一步的简要说明。

4.1 奥尔特公式的拓展

奥尔特公式实际上只顾及了自转角速度 $\omega(R)$ 随银心距 R 变化的一阶项, 仅适用于太阳邻域, 后人则进而引入高阶项以期更好地逼近实测结果。

以视向速度为例, 奥尔特公式中的第一式可改写为

$$v_r = (\omega - \omega_{\odot})R_{\odot} \sin l \cos b = (R - R_{\odot})\omega'_{\odot}R_{\odot} \sin l \cos b \quad (11)$$

如引入自转角速度之变化率 ω'_{\odot} 的高阶项 ω''_{\odot} 等, 则可以有^[20,52]

$$\begin{aligned} v_r &= [(R - R_{\odot})\omega'_{\odot}/1! + (R - R_{\odot})^2\omega''_{\odot}/2! + \dots]R_{\odot} \sin l \cos b \\ &= [-2A(R - R_{\odot})/1! + A_2(R - R_{\odot})^2/2! + \dots] \sin l \cos b \end{aligned} \quad (12)$$

例如, 1998 年 Durand 等人^[20]在讨论行星状星云的运动学状态时引入了二阶项 A_2 , 并得出 $A = (14.4 \pm 1.7) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$ 和 $A_2 = (13.0 \pm 0.9) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-2}$ 。又如 Bobylev 等人^[52]在用年轻疏散星团的三维速度以及 HI 和 HII 视向速度研究银河系自转曲线的工作中, 引入了视向速度和切向速度展开式的五阶项。尽管此时拟合自转曲线相对圆周运动情况表现出有局部起伏, 但幅度不超过 4%, 与 Fich 等人^[43]的结论相一致。

显然, 拓展后的式 (12) 仍然是在本地银河系参数 R_{\odot} 和 $V_{\odot} = \omega_{\odot} R_{\odot}$ 处展开的, 引入过多的高阶项只是一种改进了的数学处理方法, 一旦 $(R - R_{\odot})$ 变得很大时, 未必能合理反映银河系自转的实际情况。

4.2 观测自转曲线的解析拟合

1989 年, Fich 等人^[43]尝试用某种解析函数来近似表述实测结果, 他们考虑了 8 种不同形式的函数, 发现实测自转曲线的拟合函数可以取线性形式:

$$V(R) = aV_{\odot} + b\omega_{\odot}R, \quad (13)$$

或者幂律形式:

$$V(R) = V_{\odot}[a + b(R/R_{\odot})^c], \quad (14)$$

并通过与实测资料的拟合得出了诸拟合参数 a 、 b 、 c 的具体数值。

实际上, 包括自转在内的银河系大尺度运动学状态, 归根结底取决于银河系的总体引力场, 也就是取决于银河系内物质的分布, 而银河系的物质分布, 即使在大尺度上也是很复杂的, 如存在旋臂结构等。因此, 只是从数学上用一种简单的解析函数来描述银河系自转曲线是很困难的, 甚至是不可能的。

关于银河系质量模型用于自转曲线研究有着几十年的历史, Einasto^[73]就此做了简要说明。1985 年, Schmidt^[74]对前人的有关工作进行了总结和比较, 对 3 成分银河系质量模型予以肯定, 即银河系由椭球子系、盘和暗晕 3 种成分组成。3 成分质量模型为后人广泛引用并进一步细化, 如 Merryfield^[30]把盘成分明确为薄盘, Amaral^[45]进而把盘成分分解为两个不同标长的恒星盘和气体盘 (但认为至少在 $R < 12$ kpc 区域内不必考虑暗物质晕), 而近期 Sofue 等人^[75]的工作则进而考虑到旋臂的影响 (参见图 4), 等等。

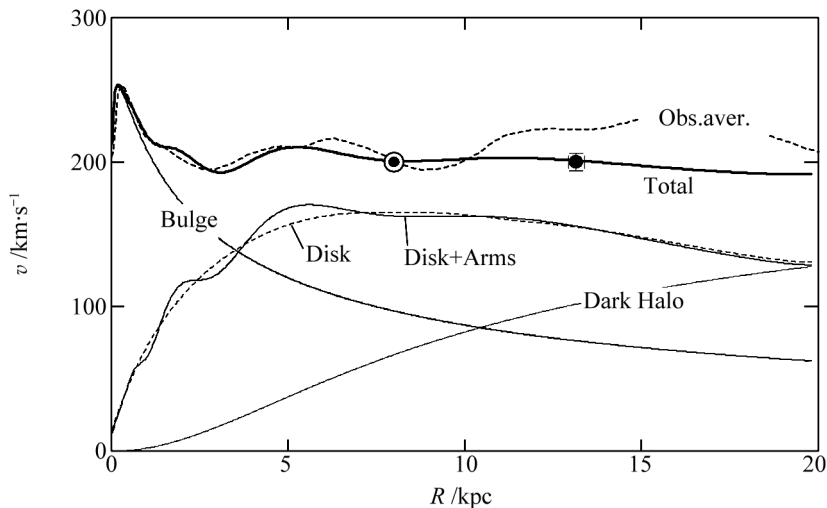


图 4 模型自转曲线与观测结果之比较^[75]

4.3 本地银河系参数

为取得自转速度 $v(R) \equiv R\omega(R)$, 需要用到本地银河系参数 R_\odot 和 $V_\odot = \omega_\odot R_\odot$ 。在一些工作中, 这两个参数由实测资料经推算取得, 如 2005 年 Avedisova^[51]对银河系自转曲线的研究即属此类。在另一些工作中, 上述参数直接引自己得到的数值, 如取 IAU 的推荐值。

由式 (2) 可知, 本地银河系参数取值的不同, 必会影响到自转曲线的总体走向, 特别当银心距较大时这种影响会变得很明显, 一些作者对此进行了讨论^[43,45]。如 Fich 等人^[43]发现, 对于式 (14), 如取 1964 年 IAU 推荐值 $R_\odot = 10$ kpc 和 $V_\odot = 250$ km·s⁻¹, 那么当 $R = R_\odot \rightarrow 2R_\odot$, $V(R)$ 约增大 20 km·s⁻¹, 即自转曲线略有抬高; 但如取 IAU 1985 年的推荐值 $R_\odot = 8.5$ kpc 和 $V_\odot = 220$ km·s⁻¹, 则拟合自转曲线呈平坦状。因此, 在参阅有关文献或对结果加以比较时需注意这一点。

4.4 大尺度径向运动

银河系盘族天体除绕银心的轴对称运动 (即圆周运动) 外, 还可能存在非轴对称运动成分, 如沿银心方向 (径向) 的大尺度径向运动 $\dot{R} = dR/dt$ 。这时, 对于银道面附近天体 ($b \approx 0$), 奥尔特公式的第一式可改写为

$$v_r = Ar \sin 2l + K, \quad (15)$$

式中的 K 项又称为 K 效应。如径向运动速度 $\dot{R} = dR/dt$ 随银心距 R 而变, 并记 $\varepsilon = \dot{R}/R$, 则有 $K = \varepsilon_\odot r$ (略去 ε 随银心距的变化率 $\varepsilon' = \partial\varepsilon/\partial R$)^[76]。 $K > 0$ 说明这种径向运动表现为远离银河系中心的向外膨胀, 而 $K < 0$ 为向内的收缩运动。

多年前 Kwee 等人^[59]在首次利用中性氢观测探究银河系自转曲线之时, 就已提到本地静止标准 (LSR) 的运动速度与圆周运动速度有差异。嗣后, 一些工作对 K 效应是否存在及其大小进行了多方面的探究, 并用到了除中性氢外的一些示踪天体, 如造父变星、早型星、星团等, 但结论不尽一致^[71,77-82]。如 1962 年 Kerr^[71]提出 LSR 存在朝外的径向运动, 在太阳邻域内有 $K = 7$ km·s⁻¹。不久, Braes^[77]关于银盘中性氢观测特征的讨论表明, 不存在明显的系统性径向运动。1964 年, Rubin 和 Burley^[78]利用日心距 $r \leq 2$ kpc 范围内约 800 颗 OB 型星的观测资料, 得出 $K = (-2 \pm 1)r$ km·s⁻¹, 而 Zhao^[82]在 1984 年利用 $r \leq 2$ kpc 范围内约 1412 颗 OB 型星得到 $K = (-2.0 \pm 0.4)r$ km·s⁻¹。1991 年, Blitz 和 Spergel^[29]通过建立银河系的三轴椭球体模型, 并与中性氢观测所取得的 (l, v_r) 图进行比较, 发现气体沿近圆轨道运动, 而 LSR 则以约 14 km·s⁻¹ 的速度远离银河系中心运动。

由于式 (15) 右端两项的数值有数量级上的差异, K 效应即使存在也不会显著改变银盘天体作近圆运动的基本特征。另一方面, 从动力学角度来看, 既然银河系能长期稳定存在, 与周向运动相比, 银盘天体的径向和垂向运动必然是小量。

4.5 自转速度随银面距的变化

银盘, 即使薄盘也是有一定厚度的。那么, 随着银面距的增大, 盘天体的自转曲线是否会发生变化? 或者说自转速度在垂直银道面方向 (z 方向) 上是否存在垂向变化率 (梯度) $\partial V(R, z)/\partial z$? 这个问题显然有助于认识盘的引力势, 以及探究有哪些物理过程会影响到盘天体的运动学状态。在早期的一些工作中, 为简单起见都假设了在 $|z| \leq 1$ kpc 范围内有

$\partial V(R, z)/\partial z \approx 0$ ^[83,84]。

2008 年, Levine 等人^[32]首次利用银河系内盘的中性氢观测资料对上述问题进行了探索。为此, 他们在 Fich 等人^[43]模型即式 (13) 的基础上增加了与自转速度垂向变化有关的两项, 把式 (13) 改写为

$$V(R, z) = aV_{\odot} + b\omega_{\odot}R + \frac{\partial V}{\partial |z|}|z| + \frac{\partial V}{\partial z}z, \quad (16)$$

式中 $\partial V/\partial |z|$ 为与银道面对称的自转速度的垂向梯度, 而 $\partial V/\partial z$ 表征切向速度的“卷式运动 (rolling motions)”^[32]。由式 (16) 出发, 经与 $R = 3 \sim 8$ kpc 区域内不同银经方向实测资料的拟合后, 所得出的平均结果是 $\partial V/\partial z \approx 0$; 而在 $|z| < 100$ pc 范围内的垂向梯度为 $\partial V/\partial |z| = (-22 \pm 6) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$, 即离开银道面后, 随着银面距的增大, 自转速度便渐而减小。尽管作者认为 $\partial V/\partial |z|$ 的数值过大, 难以只用单一因素——引力势的变化来加以解释, 而需要引入其他一些物理过程, 但他们发现, 这一数值与一些河外星系中晕气体的有关实测结果却是一致的^[85-87]。

最近, Jałoca 等人^[88]在近圆轨道和薄盘模型近似的框架内, 从理论和观测两个方面详细讨论了银河系自转速度的垂向梯度问题及其可能的形成机制。除了 Levine 等人^[32]的工作外, 作者还用了 Sofue 等人^[75]的更新观测样本。Jałoca 等人^[88]得出的自转速度垂向梯度为 $\partial V/\partial |z| = (-21.3 \pm 4.2) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{kpc}^{-1}$, 与 Levine 等人^[32]的结果符合得很好。经分析后作者认为, 在他们的简单模型中, 除中央核球和银晕外, 银河系的总体质量分布呈扁平圆盘状, 且这一模型能很好说明 $\partial V/\partial |z|$ 的实测结果, 而不必借助暗物质晕——在银道面附近, 暗晕对自转速度垂向梯度的贡献可以忽略不计。

自奥托·斯特鲁维的工作以来, 关于银河系自转的研究已超过一个世纪。人们利用多种示踪天体所测定的外盘自转曲线大致具有相同的走向, 即当 $R > R_{\odot}$ 时曲线呈平坦状或略有抬高, 这种状态至少可以保持到银心距 $R \approx 20$ kpc 甚至更远的地方。2008 年, Xue 等人^[89]利用取自 SDSS 资料的 2401 颗蓝水平分支星和 NFW 暗晕模型, 首次讨论了 $R \approx 10 \sim 60$ kpc 范围内的银河系自转曲线。他们发现自转速度从太阳圈处的 $V_{\odot} = 220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 渐而减小到 $R \approx 60$ kpc 处的 $V(R) \approx 175 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 并据此估得银河系的质量 $M(< 60 \text{ kpc}) = (4.0 \pm 0.7) \times 10^{11} M_{\odot}$, 比最近得到的银河系恒星总质量 $M_{*} = (6.43 \pm 0.63) \times 10^{10} M_{\odot}$ ^[90]大得多, 这就为银河系存在大质量暗晕提供了有力的观测证据。

参考文献:

- [1] Clemens D P. ApJ, 1985, 295: 422
- [2] Pont F, Queloz D, Bratschi P, et al. A&A, 1997, 318: 416
- [3] Fich M, Blitz L, Stark A A. ApJ, 1989, 342: 273
- [4] 容建湘. 恒星天文学. 北京: 高等教育出版社出版. 1986
- [5] Strömberg G. ApJ. 1924, 59: 228

- [6] Strömberg G. *ApJ*, 1925, 61: 363
- [7] Lindblad B. *MNRAS*, 1927, 87: 553
- [8] Oort J H. *BAN*, 1927, 4: 79
- [9] Oort J H. *BAN*, 1927, 4: 91
- [10] Joy A H. *ApJ*, 1939, 89: 356
- [11] Stibbs D W N. *MNRAS*, 1956, 116: 453
- [12] Caldwell J A R, Coulson I M. *AJ*, 1987, 93: 1090
- [13] Pont F, Mayor M, Burki G. *A&A*, 1994, 285: 415
- [14] Dambis A K, Mel'nik A M, Rastorguev A S. *Astronomy Letters*, 1995, 2: 291
- [15] Pont F, Queloz D, Mayor M, et al. *IAUS*, 1996, 169: 661
- [16] Mishurov Y N, Zenina I A, Dambis A K, et al. 1997, *A&A*, 323: 775
- [17] Pont F, Queloz D, Bratschi P, et al. 1997, *A&A*, 318: 416
- [18] Schneider S E, Terzian Y. *ApJ*, 1983, 274: L61
- [19] Maciel W J, Dutra C M. *A&A*, 1992, 262: 271
- [20] Durand S, Acker A, Zijlstra A. *A&AS*, 1998, 132: 13
- [21] Ali A, Sharaf M A. *New Astronomy*, 1998, 3: 419
- [22] Maciel W J, Lago L G. *RMxAA*, 2005, 41: 383
- [23] Aaronson M, Blanco V M, Cook K H, et al. *ApJS*, 1989, 70: 637
- [24] Aaronson M, Blanco V M, Cook K H, et al. *ApJS*, 1990, 73: 841
- [25] Metzger M R, Schechter P L. *ApJ*, 1994, 420: 177
- [26] Demers S, Battinelli P. *A&A*, 2007, 473: 143
- [27] Liu J C, Zhu Z. *RAA*, 2010, 6: 541
- [28] Petrovskaya I V, Teerikorpi P. *A&A*, 1986, 163: 39
- [29] Blitz L, Spergel D N. *ApJ*, 1991, 370: 205
- [30] Merrifield M R. *AJ*, 1992, 103: 1552
- [31] Honma M, Sofue Y. *PASJ*, 1997, 49: 453
- [32] Levine E S, Heiles C, Blitz L. *ApJ*, 2008, 679: 1288
- [33] Hron J, Maitzen H M. *IAUS*, 1985, 106: 105
- [34] Gerasimenko T P. *Astronomy Reports*, 2004, 48: 103
- [35] Bobylev V V, Bajkova A T, Lebedeva S V. *Astronomy Letters*, 2007, 33: 720
- [36] Brand J, Blitz L. *A&A*, 1993, 275: 67
- [37] de Geus E J, Vogel S N, Digel S W, et al. *ApJ*, 1993, 413: L97
- [38] Fuchs B, Frink S, Röser S, et al. *IAUS*, 1996, 169: 689
- [39] Bobylev V V. *Astronomy Letters*, 2004, 30: 159
- [40] Nakashima J, Jinag B W, Deguchi S, et al. *PASJ*, 2000, 52: 275
- [41] Blitz L. *ApJ*, 1979, 231: L115
- [42] Clemens D P. *ApJ*, 1985, 295: 422
- [43] Fich M, Blitz L, Stark A A. *ApJ*, 1989, 342: 272
- [44] Frink S, Fuchs B, Röser S, et al. *A&A*, 1996, 314: 430
- [45] Amaral L H, Ortiz R, Lépine J R D, et al. *MNRAS*, 1996, 281: 339
- [46] Glushkova E V, Dambis A K, Mel'nik A M, et al. *A&A*, 1998, 329: 514
- [47] Glushkova E V, Dambis A K, Rastorguev A S. *A&A Transactions*, 1999, 18: 349
- [48] Zabolotskikh M V, Rastorguev A S, Dambis A K. *Astronomy Letters*, 2002, 28: 454
- [49] Dambis A K, Glushkova E V, Mel'nik A M, et al. *A&A Transactions*, 2002, 20: 161
- [50] Popova M É, Loktin A V. *Astronomy Letters*, 2005, 31: 663
- [51] Avedisova V S. *Astronomy Reports*, 2005, 49: 435
- [52] Bobylev V V, Bajkova A T, Stepanishchev A S. *Astronomy Letters*, 2008, 34: 515
- [53] Rubin V C, Ford W K, Thonnard N. *ApJ*, 1977, 217: L1
- [54] Rubin V C, Ford W K, Thonnard N. *ApJ*, 1978, 225: L107

- [55] Rubin V C. IAUS, 1979, 84: 211
- [56] Turbide L, Moffat A F J. AJ, 1993, 105: 1831
- [57] Jackson P D, FitzGerald M P, Moffat A F J. IAUS, 1979, 84: 221
- [58] Brand J, Blitz L, Wouterloot J. LNP, 1988: 40
- [59] Kwee K K, Muller C A, Westhout G. BAN, 1954, 12: 211
- [60] Henderson A P, Jackson P D, Kerr F J. ApJ, 1982, 263: 116
- [61] Teerikorpi P. A&A, 1989, 209: 46
- [62] Cox A N. Allen's Astrophysical Quantities, Fourth Edition. New York: Springer-Verlag, 1999: 569
- [63] Kraft R P, Schmidt M. ApJ, 1963, 137: 249
- [64] Peimbert M. IAUS, 1978, 76: 215
- [65] Faúndez-Abans M, Maciel W J. A&A, 1987, 183: 324
- [66] Maciel W J. IAUS, 1989, 131: 73
- [67] Acker A., A&AS, 1978 33: 367
- [68] Schneider S E, Terzian Y, Purgathofer A, et al. ApJS, 1983, 52: 399
- [69] Richer H B, Pritchett C J, Crabtree D R. ApJ, 1985, 298: 240
- [70] Battinelli P, Demers S. A&A, 2005, 442: 159
- [71] Kerr F J. MNRAS, 1962, 123: 327
- [72] Agekyan T A, Petrovskaya I V, Frssenko B I. Soviet Astronomy, 1965, 8: 823
- [73] Einasto J. IAUS, 1979, 84: 451
- [74] Schmidt M. IAUS, 1985, 106: 75
- [75] Sofue Y, Honma M, Omodaka T. PASJ, 2009, 61: 227
- [76] Trümpler R J, Weaver H F. Statistical Astronomy. Berkeley: University of California Press, 1953: 581
- [77] Braes L L E. BAN, 1963, 17: 132
- [78] Rubin V C, Burley J. AJ, 1964, 69: 80
- [79] Feast M W, Shuttleworth M. MNRAS, 1965, 130: 245
- [80] Balona L A, Feast M W. MNRAS, 1974, 167: 621
- [81] Cruz-González C, Ferro A A. RMxAA, 1978, 2: 339
- [82] Zhao J L. Scientia Sinica, Series A, 1984, 27: 1298
- [83] Celnik W, Rohlfs K, Braunsfurth E. A&A, 1979, 76: 24
- [84] Lockman F J. ApJ, 1984, 283: 90
- [85] Swaters R A, Sancisi R, van der Hulst J M. ApJ, 1997, 491: 140
- [86] Fraternali F, van Moorsel G, Sancisi R, et al. AJ, 2002, 123: 3124
- [87] Heald G H, Rand R J, Benjamin R A, et al. ApJ, 2007, 663: 933
- [88] Jałoca J, Bratek L, Kutschera M, et al. MNRAS, 2010, 407: 1689
- [89] Xue X X, Rix H W, Zhao G, et al. ApJ, 2008, 684: 1143
- [90] McMillan P J. MNRAS, 2011, 414: 2446

Rotation Curve Determination of the Milky Way Galaxy

ZHAO Jun-liang^{1,2}

(1. Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, 200030 Shanghai, China; 2. Shanghai Normal University, 200233 Shanghai, China)

Abstract: Measuring the Galactic rotation curve is of fundamental importance for solving a number of astrophysical problems, such as estimating the total mass of the Galaxy, de-

termining the distribution of matter, exploring dark matter, studying the dynamics of the Galaxy and its subsystems, etc.

Since 1930s the data on various kinds of population I objects as tracers have been used to determine the Galactic rotation curve, including classical Cepheids, planetary nebulae, C stars, young open clusters, OB stars, HI survey etc., and in many studies more than one kind of the above disk objects are synthetically used. With observational data accumulating, bigger and bigger samples of population I tracers have been used to determine the Galactic rotation curve.

There are two different cases and methods for rotation curve determination. For the inner Galaxy ($R < R_{\odot}$), it follows that the radial velocity components in a given direction reach a maximum in the point nearest to the galactic center, and the circular velocities can be easily found even with distances of tracers from the Sun being unknown, which is called as the tangential point method. For the outer Galaxy ($R \geq R_{\odot}$), both radial velocities and heliocentric distances of tracers must be independently measured in order to determine their circular velocities. By the end of the 20th century and later, in addition to radial velocities, proper motion data are also used for rotation curve studies.

So far as HI survey data are concerned, some different approaches are used to explore the Galactic rotation curve, for instance, from changes of the thickness of the HI layers with different heliocentric distances.

Up to now, it is consistently shown from almost all of different studies on the Galactic rotation curve from different tracers that the rotation curve of the outer Galaxy is roughly flat or appears to rise slightly from the Sun's location to the heliocentric distance of 20 kpc. On the other side, from a recent study on the kinematics of the SDSS data the circular velocity curve is found to be gradually falling from $220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ at the Sun's location to some $175 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ to the heliocentric distance of ~ 60 kpc.

Besides what mentioned above, some issues concerned with the rotation curve determination of the Galaxy are also briefly discussed, such as introducing higher order terms into the Oort's formulae, expressing or describing the rotation curve with analysis functions or the mass models of the Galaxy, local Galactic parameters, K -effect or non-axial symmetric movements, and vertical gradients of circular velocities.

Key words: Galaxy; rotation curve; population I; planetary nebulae; HI survey