

# 移动星团视差与毕星团距离的测定

陈力 赵君亮

## 提 要

本文概述了利用自行与视向速度资料测定移动星团视差各种方法的发展概况,并对它们各自的特点作了分析比较。最后,特别对毕星团距离的测定尤其是运动学的测定结果作了比较和评述。

## 一、概 述

移动星团是离太阳比较近,从而能得出辐射点(或会聚点)的疏散星团。利用移动星团成员星的自行和视向速度等观测资料就可以定出星团的平均视差(星团视差)。

星团视差是一种独立的绝对测量方法,也是在众多视差类型中唯一不依附于三角视差结果的测定距离的方法。它能给出精度很高的视差值,有时甚至可以优于三角视差的相对精度。因此,在精确测定太阳附近恒星的距离方面,星团视差与三角视差起着相互补充和印证的作用。另一方面,星团视差能够测量的距离范围(约在500pc以内)比三角视差所能达到的范围大得多,而有几类恒星,其在太阳附近的为数很少,比如O、B型星、超巨星及某些特殊光谱型的恒星等,要定出它们的光度就必须借助于星团视差的测定。事实上,移动星团成员星的光度常被用来作为各种类型恒星光度的基准。

在目前已知的移动星团中,大熊星团距离太阳最近,约20pc左右,但由于大熊星团在天空的分布范围很大(核心部分角直径约为 $20^\circ$ ),对其成员的确定和星团视差测定相当困难。后发星团距离太阳也比较近(约为80pc),但它包含的成员星数较少,难以获得高精度的星团平均视差值。其他如昴星团(距离 $r \approx 125\text{pc}$ )、鬼星团( $r \approx 160\text{pc}$ )和英仙星团( $r \approx 170\text{pc}$ )等距离太阳都相对较远,不易得到足够精度的运动资料,相应地,有关的星团视差测量结果也比较少。另一方面,在所有这些移动星团中,毕星团是除大熊星团外距离太阳最近的一个,它的星数较多而密集,其成员星的自行观测精度也最高。因此,精确测定毕星团的距离在星团视差工作中占有特别重要的地位。通过对毕星团及其成员距离的测定,我们可以得到银河内遥远天体距离的定标零点;而星团内造父变星光度值的测定,又给我们提供了对河外天体的距离进行定标的零点。毕星团的距离实际上已成为宇宙距离尺度校准的一个基本出发点。此外,精确测定毕星团的距离还涉及到恒星演化的研究以及有关自行和自行分析等天体测量工作的重大课题。

## 二、星团视差测定方法的进展

测定星团视差的方法中应用最普遍的当推会聚点法(Convergent-Point Method)。早在本世纪初, Boss<sup>[1]</sup>就建立了一种利用恒星运动资料求解会聚点的方法。在 30 年代, Charlier 等人又提出一种不同形式的方法<sup>[2]</sup>, 利用自行方向求得会聚点, 进而得出星团的距离。自此以后的近半个多世纪中, 一方面, 自行与视向速度的观测精度不断提高; 另一方面, 对确定星团视差的计算方法也在不断研究与改进。作为一个明显的结果, 毕星团距离的测定也变得越来越精确。

从历史上看, 求解星团距离的会聚点方法有两类。一种由 Charlier 提出, Smart<sup>[3]</sup>曾把它应用于毕星团距离的测定。该方法的基本要点如下: 令星团空间速度  $V$  的直角分量为  $(X, Y, Z)$ , 对每颗星有方程:

$$\begin{cases} -X \sin \alpha + Y \cos \alpha = \frac{4.74}{\pi} \mu_{\alpha} \cos \delta \\ -X \cos \alpha \sin \delta - Y \sin \alpha \sin \delta + Z \cos \delta = \frac{4.74}{\pi} \mu_{\delta} \end{cases}$$

又令  $\xi = \mu_{\alpha} \cos \delta$ ,  $\eta = \mu_{\delta}$ , 消去视差值  $\pi$ , 化简得:

$$a \left( \frac{X}{Z} \right) - b \left( \frac{Y}{Z} \right) + c = 0 \quad (1)$$

其中,  $a = -\xi \cos \alpha \sin \delta + \eta \sin \alpha$ ,  $b = \xi \sin \alpha \sin \delta + \eta \sin \alpha$ ,  $c = \xi \cos \delta$

由最小二乘法解出  $X/Z$  和  $Y/Z$ 。如果会聚点坐标为  $(A, D)$ , 则有:  $\operatorname{tg} A = \frac{Y}{X}$ ,  $\operatorname{tg} D = \frac{Z}{\sqrt{X^2 + Y^2}}$ 。最后, 星团平均视差由:

$$\bar{\pi} = \frac{4.74}{\bar{V}} \sum_{i=1}^n \frac{\mu_i}{\sin \lambda_i} \quad (2)$$

得出。其中  $\mu_i$  为第  $i$  颗星的总自行,  $\lambda_i$  为第  $i$  颗恒星到会聚点的角距,  $n$  为成员星总数,

而  $\bar{V} = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n V_i^{(i)} \sec \lambda_i$  则为各成员星空间速度的平均值。

通过方程(1)组成法方程式, 它的系数将是自行分量的二次函数。Seares<sup>[4]</sup>指出, 这样的情况会使得计算出的会聚点方向存在某种系统偏差, 在具体应用于毕星团距离测定时, 这种偏移使得会聚点到星团中心的角距偏近, 从而导致测得的距离值过小。

另外的一种处理方案, 最初由 Boss<sup>[1]</sup>提出, 它的现代形式由 Petrie<sup>[5]</sup>和 Roman<sup>[6]</sup>建立。该方法主要利用自行的位置角, 通过最小二乘改正解出会聚点坐标。

选取会聚点位置的初值  $(A_0, D_0)$ , 如设  $\theta$  为成员星自行的位置角,  $\lambda$  为恒星到会聚点的角距, 我们有:

$$\sin \theta = \sin(A - \alpha) \cos D / \sin \lambda \quad (3)$$

$$\cos \theta = (\sin D - \sin \delta \cos \lambda) / \cos \delta \sin \lambda \quad (4)$$

$$\cos \lambda = \sin \delta \sin D + \cos \delta \cos D \cos (A - \alpha) \quad (5)$$

对上述式子消去  $\lambda$ , 得观测方程为:

$$\operatorname{ctg} \theta = \cos \delta \operatorname{csc} (A - \alpha) \operatorname{tg} D - \sin \delta \operatorname{ctg} (A - \alpha) \quad (6)$$

再对方程(6)作微分可得:

$$\begin{aligned} & \sin^2 \theta \operatorname{csc} (A - \alpha) [\cos \delta \operatorname{ctg} (A - \alpha) \operatorname{tg} D - \sin \delta \operatorname{csc} (A - \alpha)] dA \\ & - \sin^2 \theta \operatorname{csc} (A - \alpha) \cos \delta \operatorname{sec}^2 D dD = d\theta = \theta_0 - \theta_e \end{aligned} \quad (7)$$

将初值  $(A_0, D_0)$  代入(7)式, 用最小二乘法迭代可解出改正值  $dA, dD$ 。

在以上求解会聚点位置的过程中使用的是自行方向的位置角, 其结果可以免受星团中各别恒星距离弥散的影响。

到 1975 年, Hanson<sup>[7]</sup> 又提出一种利用自行大小求解会聚点的方法。其基本关系式为:

$$\mu = V_s \sin \lambda / 4.74 D = K \sin \lambda$$

其中  $V_s$  为恒星空间速度,  $D$  为恒星距离。

由方程(5)可知,  $\lambda$  又为恒星坐标  $(\alpha, \delta)$  及会聚点位置  $(A, D)$  的函数, 所以有  $\mu = f(K, A, D, \alpha, \delta)$ 。对于选定的初值  $K_0, A_0, D_0$ , 相应的微分改正值满足方程:

$$\Delta F = \frac{\partial F}{\partial K} \Delta K + \frac{\partial F}{\partial A} \Delta A + \frac{\partial F}{\partial D} \Delta D \quad (8)$$

其中  $\Delta F = \mu_{obs} - \mu_{cal}$ , 对方程(8)作迭代直至收敛, 便可得出会聚点的位置。星团的平均距离就为:  $D_{cal} = V_s / 4.74 K$ 。

综上所述, 利用会聚点法解决星团视差问题有着多种处理形式, 具体做法也各有特点, 但它们大都必须先利用自行数据测定移动星团相对太阳运动的会聚点, 然后再结合视向速度等数据计算出星团的平均运动, 进而得到星团平均距离。Upton<sup>[8]</sup> 在 1970 年提出一种把自行的方向及其绝对值联合起来求解移动星团的设想。它在计算方法上的特点是省略求解会聚点的步骤, 而通过整个星团范围内的自行梯度直接计算星团距离。从原理上看, 随着移动星团远离太阳作退行运动, 它的角尺度会趋于减小, 星团距离应当正比于星团的视向速度与自行梯度的比值, 并且对于赤经和赤纬两个方向都应相等, 即:

$$\frac{1}{r} \frac{dr}{dt} = - \frac{d\mu_\alpha}{d\alpha} = - \frac{d\mu_\delta}{d\delta} \quad (9)$$

Upton 梯度法的优点在于能充分地利用自行数据。另外, 根据两个方向上独立的自行梯度可以导出两个星团距离值, 再将它们作比较, 又可以得到有关系统偏差与偶然误差大小的信息。Upton 将此梯度法具体应用于求解天蝎-半人马座星团和毕星团的距离。他选用了与 van-Bueren<sup>[9]</sup> 工作中相同的成员星, 最终结果也与 van Bueren 得到的值相一致。实际上, Upton 方法属于会聚点法的又一种数学处理形式。Upton 的方程也可以通过基本方程:  $D = V_s \sin \lambda / 4.74 \mu$  两边微分而推导得出。

为了测定移动星团的会聚点位置, 除了利用自行数据外, 还可以直接利用成员星的视向速度值。假设恒星视向速度为  $V_r$ , 星团空间速度的直角分量为  $(X, Y, Z)$ , 则对每颗恒星有条件方程:

$$V_r = X \cos \alpha \cos \delta + Y \sin \alpha \cos \delta + Z \sin \delta \quad (10)$$

其中 $(\alpha, \delta)$ 为恒星坐标。用最小二乘法可解出 $(X, Y, Z)$ , 再由方程 $\operatorname{tg} A = Y/X$ 和 $\operatorname{tg} D = Z/\sqrt{X^2 + Y^2}$ 即可得会聚点坐标 $(A, D)$ 。1967年, Thackeray<sup>[10]</sup>成功地运用此方法求解了天蝎-半人马座星团的会聚点位置; 1974年, Radick<sup>[11]</sup>又利用 Wilson<sup>[12]</sup>的恒星视向速度表中37颗毕星团成员的数据, 解出了毕星团的会聚点坐标及距离模数。到1984年, Detweiler<sup>[13]</sup>等人利用太阳系内某些天体由轨道运动得到的视向速度与毕星团成员的视向速度资料作直接比较, 很好地解决了视向速度的零点误差问题, 使之达到尽可能小的数值。进而, 又利用这些高精度的视向速度数据计算出毕星团的会聚点位置和距离模数。1988年, Gunn等人<sup>[14]</sup>利用新的毕星团视向速度资料计算了会聚点位置, 再结合对星团成员弥散和旋转的动力学分析, 得出毕星团距离值为 $45.4 \pm 2.1 \text{pc}$ 。

用经典的会聚点方法求解移动星团视差问题, 把星团的运动参数与其距离分成两步求解, 在数学上并不十分严格。1976年, Murray和Harvey<sup>[15]</sup>提出了统一求解有关星团运动和单个恒星视差一般解的严格方法。该方法把成员星的自行与视向速度的全部测量结果联合起来求解移动星团问题, 最后得到星团的运动参数及每颗恒星的视差值。

假设 $\pi_0$ 为星团的平均视差,  $\mathbf{v}$ 表示星团相对太阳的速度矢量, 则相应的角速度为:  
 $\vec{\omega} = \pi_0 \mathbf{T}$ 。以 $\mathbf{r}_i$ 表示第 $i$ 颗恒星沿视线方向的单位矢量, 则视向速度为 $\rho_i = \mathbf{r}_i \cdot \mathbf{v}$ , 并有方程式:  
 $\pi_0 \rho_i = \mathbf{r}_i \cdot \vec{\omega}$ 。若令第 $i$ 颗恒星视差为 $\pi_0(1 + \gamma_i)$ , 对应的视差改正因子 $\gamma_i$ 为待求参数, 则对于自行 $\mu_i$ , 有观测方程为:

$$\mu_i = (1 + \gamma_i)(\mathbf{u} - \mathbf{r}_i \mathbf{r}_i) \cdot \vec{\omega} \quad (11)$$

其中 $\mathbf{u}$ 为 $3 \times 3$ 单位矩阵。又取 $\gamma_{0i}$ 、 $\vec{\omega}_0$ 分别为 $\gamma_i$ 和 $\vec{\omega}$ 的近似值, 则可将(11)式展开为:

$$\mu_i = (1 + \gamma_{0i})(\mathbf{u} - \mathbf{r}_i \mathbf{r}_i) \cdot \vec{\omega} + (\mathbf{u} - \mathbf{r}_i \mathbf{r}_i) \cdot \vec{\omega}_0 \Delta \gamma_i \quad (12)$$

其中 $\gamma_i = \gamma_0 + \Delta \gamma_i$ 。根据上述方程, 同时假定观测误差服从高斯分布并且数学期望值为零, 用非线性最小二乘法就可以迭代解出星团的运动速度和成员星的视差值。

### 三、毕星团距离的运动学测定

毕星团距离的早期测定值大都小于40pc, 1952年, Van Bueren<sup>[9]</sup>分析了GC系统中132个毕星团成员星的自行数据, 运用Petrie<sup>[5]</sup>等人提出的会聚点方法进行计算, 得出了星团距离为40.4pc的新值( $m - M = 3.03 \text{mag}$ )并作为“标准值”而被广泛使用。以后人们逐渐发现这个标准值有许多不足之处。最关键的一点是: 使用这个距离值会导致毕星团中双星系统的光度显得过于明亮, 而与它们的质量不相称<sup>[16]</sup>。

1974年, van Altena<sup>[17]</sup>对毕星团距离的多种测定结果进行综合分析, 作了广泛的评述, 并定出修正后的距离值为44.0pc( $m - M = 3.21 \text{mag}$ )。1980年, Hanson<sup>[18]</sup>又对某些主要的测定结果(包括星团视差和三角视差测定值)作加权平均处理, 给出毕星团距离为45.9pc( $m - M = 3.31 \text{mag}$ )。表1列出了毕星团距离测定历史上的一些重要结果。

测定毕星团的距离除了用星团视差方法之外, 还有其他多种途径, 比如三角视差、力学视差及测光视差等, 其中以三角视差法最为直接。但由于毕星团视差值本身很小, 三角视差法

表 1 毕星团距离的运动学测定结果

参考文献辐射点位置星团平均距离					备 注
Smart <sup>[3]</sup> (1939)	$\alpha$	$\delta$	$\gamma \pm \sigma$ (pc)	$(m-M) \pm \sigma$ (mag)	
Smart <sup>[3]</sup> (1939)	$91^\circ.83 \pm 0^\circ.66$	$+8^\circ.70 \pm 0^\circ.26$	$36.2 \pm 1.2$	$2.79 \pm 0.07$	对若干测定值(包括三角视差、力学视差等)的平均
Seares <sup>[4]</sup> (1945)	$93.48 \pm 0.66$	$7.53 \pm 0.26$	$39.2 \pm 1.2$	$2.97 \pm 0.07$	
Pearce <sup>[19]</sup> (1955)	$91.85 \pm 0.65$	$9.1 \pm 0.25$	37	2.84	
van Eueren <sup>[9]</sup> (1952)	$94.62 \pm 0.53$	$7.48 \pm 0.18$	$40.4 \pm 1.1$	$3.03 \pm 0.06$	
Heckmann and Lübeck <sup>[20]</sup> (1956)	94.0	7.6	41.2	3.07	
Wayman et al. <sup>[21]</sup> (1965)	$94.13 \pm 0.33$	$7.68 \pm 0.13$	$40.6 \pm 1.6$	$3.04 \pm 0.09$	
Upton <sup>[6]</sup> (1970)	$94.65 \pm 0.50$	$7.60 \pm 0.28$	$41.6 \pm 1.0$	$3.10 \pm 0.05$	
van Altena <sup>[17]</sup> (1974)			$44.0 \pm 0.6$	$3.21 \pm 0.03$	
Hanson <sup>[7]</sup> (1975)	$102.5 \pm 3.7$	$5.9 \pm 0.8$	$48.4^{+4.8}_{-6}$	$3.42^{+0.21}_{-0.19}$	
Hanson <sup>[22]</sup> (1977)			$46.1 \pm 1.3$	$3.32 \pm 0.06$	
McAlister <sup>[23]</sup> (1977)	$96.5 \pm 4$	$7.8 \pm 1$	43.3	3.18	
Hanson <sup>[18]</sup> (1980)			$45.9 \pm 1.3$	$3.31 \pm 0.06$	
Carpenter <sup>[13]</sup> (1983)	96.1	6.6	46.5	3.29	
Morris <sup>[24]</sup> (1983)	$95.2 \pm 0.25$	$7.8 \pm 0.2$	42.7	3.15	
Detweiler et al. <sup>[13]</sup> (1984)	$95.3 \pm 1.3$	$7.2 \pm 0.7$	44.2	3.23	
Gunn et al. <sup>[14]</sup> (1988)	$98.2 \pm 1.1$	$6.1 \pm 1.0$	$45.4 \pm 2.1$	$3.28 \pm 0.1$	
Schwen (1990) <sup>[31]</sup>	$97.1 \pm 0.8$	$6.25 \pm 0.3$	$47.2 \pm 1.5$	$3.37 \pm 0.07$	

表 2 毕星团三角视差及其他方法的测定结果

参 考 文 献	$\gamma \pm \sigma$ (pc)	$(m-M) \pm \sigma$ (mag)	备 注
Jenkins <sup>[25]</sup> (1963)	$44.9 \pm 2.9$	$3.26 \pm 0.14$	三角视差
Klemola et al. <sup>[26]</sup> (1975)	$44.3 \pm 3.1$	$3.23 \pm 0.15$	三角视差
Ungren <sup>[27]</sup> (1974)	$45.3 \pm 3.8$	$3.28 \pm 0.18$	三角视差
Scales <sup>[18]</sup> (1979)	$41.7 \pm 5.9$	$3.10 \pm 0.31$	三角视差
Eggen <sup>[28]</sup> (1982)	43.65	3.2	测光视差
Cameron <sup>[29]</sup> (1985)	$44.9 \pm 2.3$	$3.261 \pm 0.109$	测光视差
Peterson and Solensky <sup>[30]</sup> (1987)	$46.9 \pm 1.1$	$3.36 \pm 0.05$	力学视差
Heintz <sup>[31]</sup> (1988)	$46.7 \pm 1.5$	$3.35 \pm 0.07$	力学视差

的应用会受到高精度要求的限制。作为比较, 表 2 列出了毕星团距离的三角视差及其他视差方法测定的一些重要结果。

在获得移动星团视差的众多方法中, 会聚点法概念简单, 使用灵活, 但在实际工作中仍会出现不少局限之处。例如, 根据以下方程,  $|\mu| = \gamma^{-1} |\nu| \sin \lambda$ , 自行  $\mu$  的偶然误差不仅会引起距离  $\gamma$  的偶然误差, 也将引起速度方向  $\langle \nu \rangle$  的误差, 而后者又会使  $\lambda$  产生系统性的偏差等等。Brown<sup>[32]</sup> (1950) 曾经对会聚点方法的局限作过充分讨论。

由 Murray 和 Harvey 在 1976 年提出的联合求解星团运动和恒星视差的方法, 从数学上看是比较严格的, 但该方法尚未得到广泛使用, 其具体效果还有待进一步验证。

毕星团的距离值通常被作为遥远天体距离测定的基础，实际上它已成为测量宇宙中各类天体距离尺度的一系列阶梯中的出发点。

概括起来说，地球到毕星团的距离是通过观测星团中恒星的自行和视向速度而确定的；到其他较远的银河系疏散星团的距离，主要由对其中主序星的测光来得出，而这些星的绝对星等则需从毕星团的研究中获得。对于河外天体而言，仙女星系 M31 的距离要根据经典造父变星的观测来决定，而这些造父变星的周光关系是用银河系疏散星团中已知距离的造父变星来定标的。再者，测定室女星系团的距离，需假设星系 M87 中最亮的球状星团的绝对光度和 M31 中最亮的球状星团 B282 相同；而决定更遥远的星系团的距离则基于这样的假定：即它们中最亮的 E 型星系的绝对光度和室女星系团中最亮的星系 NGC4472 相同。根据上述情况，可见对毕星团距离值的任何变动，都将导致所有更高级距离阶梯的调整。见图 1<sup>[33]</sup>。

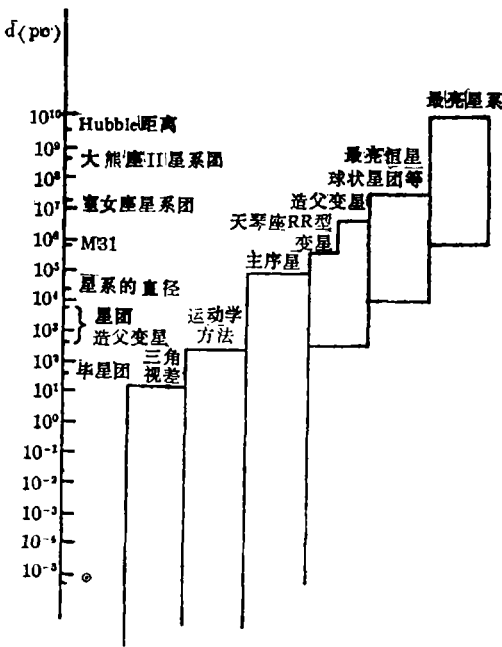


图 1 宇宙距离阶梯(垂直条的位置和高度粗略地表示了每一类距离标志适用的范围)

正是由于毕星团距离的测定具有特殊的重要意义，近百年来它一直是十分活跃的领域，而为求解星团视差提出的各种计算方法也往往把毕星团当作具体运用和验证效果的场所。毕星团距离的测定值从早期 Smart<sup>[3]</sup> 得出的  $r \approx 30pc$ ，到 80 年代初的  $r \approx 46pc$  (Hanson<sup>[18]</sup>、Carpenter<sup>[13]</sup>)，几乎增长了二分之一，这种变化也深刻地影响了宇宙距离尺度的测定结果。就近二、三十年的发展来看，由于毕星团的距离值从 40pc 修正到目前的 44pc 或 46pc，最终导致哈勃常数从 55 下降为 50 ( $km \cdot s^{-1} \cdot Mpc^{-1}$ )，而整个宇宙的尺度也由此增大了近 10%<sup>[36]</sup>！但是另一方面，由于毕星团成员星的空间速度并不完全一致，使得会聚点难以定准，同时因为自行精度还不够高，加上其他因素，迄今为止，毕星团距离测定值的不确定性仍可达 10%<sup>[34]</sup> 左右。然而随着伊巴谷卫星的上天，这种情况可望得到较大的改善。据预

测，伊巴谷卫星对毕星团中单个成员星距离测定的精度约为 2% 到 4%，而对整个星团的平均距离而言，预期可精确到 1% 左右<sup>[34]</sup>。除此之外，对毕星团距离的各种计算方法的不断改善，也将有助于获得更为精确的测定结果。

### 参 考 文 献

[1] Eoss, L., A. J., 26 (1908), 31.  
 [2] Hipion, E. K. L., A. J., 75 (1970), 1097.  
 [3] Smart, W. M., M. N. R. A. S., 99 (1939), 168.  
 [4] Seares, F. H., Ap. J., 102 (1945), 366.  
 [5] Petrie, R. M., M. N. R. A. S., 109 (1949), 693.

- [ 6 ] Roman, N. G., *Ap. J.*, 110(1949), 205.  
 [ 7 ] Hanson, R. B., *A. J.*, 80 (1975), 370.  
 [ 8 ] Upton, E. K. L., *A. J.*, 75 (1970), 1097.  
 [ 9 ] Van Bueren, H. G., *Bull. Astron. Inst. Neth.*, 11 (1952), 385.  
 [10] Thackeray, A. D., in IAU Symp., No. 30, p. 163. (1967)  
 [11] Radick, R. R., and Becker, S. A., Term paper., (1974).  
 [12] Wilson, R. E., General Catalogue of Stellar Radialvelocities, (1953).  
 [13] Detweiler, H. L. et al., *A. J.*, 89 (1984), 1038.  
 [14] Griffin, R. F., Gunn, J. E., Zimmerman, B. A. and Griffin, R. E. M., *A. J.*, 96 (1988), 172.  
 [15] Murray, C. A. and Harvey, G. M., *R. Greenwich Obs. Bull.*, 182 (1975), 15.  
 [16] Hodge, P. W. and Wallerstein, G. W., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 78 (1966), 411.  
 [17] van Altena, W. F., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 86 (1974), 217.  
 [18] Hanson, R. B., in IAU Symp., No. 85, p. 71. (1980).  
 [19] Pearce, J. A., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 67 (1955), 23.  
 [20] Heckmann, O and Lübeck, K., *Z. Ap.*, 40 (1956), 1.  
 [21] Wayman, P. A., Symms, L. S. T., and Blackwell, K. C., *R. Obs. Greenwich Bull.*, 98 (1965).  
 [22] Hanson, R. B., *Bull. Am. Astron., Soc.*, 9 (1977), 585.  
 [23] Mc Alister, H. A., *A. J.*, 82 (1977), 487.  
 [24] Morris, S. C. and Luyten, W. J., *Bull. Am. Astron. Soc.*, 15 (1983), 683.  
 [25] Jenkins, L. F., General Catalogue of Trigonometric Stellar Parallaxes, (1963).  
 [26] Klemola, A. R., Harlan, E. A., McNamara, B. and Wirtanen, C. A., *A. J.*, 80 (1975), 642.  
 [27] Upgren, A. R., *A. J.*, 79 (1974), 651.  
 [28] Eggen, O. J., *Ap. J. Suppl.*, 50 (1982), 221.  
 [29] Cameron, L. M., *A. Ap.*, 152 (1985), 250.  
 [30] Peterson, D. M. and Solensky, R., *Ap. J.*, 315 (1987), 286.  
 [31] Heintz, W. D., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 100 (1988), 839.  
 [32] Brown, A., *Ap. J.*, 112 (1950), 225.  
 [33] Weinberg, S., in Gravitation and Cosmology, p. 492, (1972).  
 [34] G. Cayrel de Strobel., in Colloquium on the Scientific Aspects of the Hipparcos Mission, p. 61, (1982).  
 [35] Schwan, H., *Ap. J.*, 228 (1990), 69.  
 [36] Tenn, J. S., *Mercury.*, 8 (1979), 67.

(责任编辑 林一梅)

## Moving Cluster Parallaxes and Determination of the Distance of Hyades Cluster

Chen Li Zhao Junliang

(Shanghai Observatory, Academia Sinica)

### Abstract

A brief review is made on various methods of determining Moving Cluster Parallaxes using proper motion and radial velocity data, and some characteristics of those methods are discussed. Finally, a comparison among various determinations of the distance of Hyades cluster is made.