第 5 卷 第 4 期 天 文 学 进 展 Vol. 5, No. 4
1987年10—12月 PROGRESS IN ASTRONOMY Oct.—Dec., 1987

疏散星团成员的确定

赵君亮
（中国科学院上海天文台）

提　　要

疏散星团的全部研究工作必须以合理确定星团成员为前提。在用于星团成员研究的各类判据中，自行资料有着最重要的地位。本文对利用相对自行确定疏散星团成员方法的历史沿革和近期发展情况作了较为详细的介绍，其中着重讨论了 Sanders 方法的合理性、存在问题和改进的途径。最后，简要地介绍了我们所提出的一种确定星团成员的严格方法。这种方法适用于恒星自行测定精度不相等这一普遍性情况。

疏散星团，由于它自身的特点，对于恒星演化、银河系结构以及恒星动力学等课题的研究有着重要的意义。对此，King 和 Mathieu 已作了很好的评述[1],[2]。就目前来看，天文学家对疏散星团的认识和理解，无论从理论上或者从观测上来讲都是很不够的。疏散星团的内禀性质，其中主要是团内所包含的星数较少，以及穿越时间与弛豫时间相近或者甚至长于弛豫时间，给星团的详尽研究带来了很大的困难。然而，更大的问题还在于如何恰当地区分场星和团星，或者说正确地确定星团成员。King 甚至认为，“疏散星团动力学的未来即取决于对某些经过认真挑选的星团的成员研究”[1]。毫无疑问，疏散星团的全部研究工作必须以正确确定星团成员星为前提。不然的话，研究结果就会因场星的混入而受到影响。为此，长期以来人们为星团成员的确定做了大量的工作。进展是明显的，但还存在着一些问题。本文将对此作比较详细的介绍和讨论。

一、确定疏散星团成员的判据

现代恒星演化理论认为，作为一种恒星集团，同一星团的全部成员都是从同一团气体尘埃云在某种事件的触发下同时形成的[3]。因此，尽管团内不同恒星可能有着不同的质量、光度和表面温度，但它们的年龄和化学组成是相同的，而且应该有着某种共同的内禀运动学特性。又由于通常星团尺度与团到太阳的距离相比是很小的，于是可以认为全部成员星具有大致相同的距离。所以，星团成员星又应该有着共同的表观运动学特性，而且它们受星际介质的影响也是大致相同的。根据这些理由，星团成员判别的基本出发点是，从总体上来说星团内的恒星有着近乎相同或有规律的物理学和运动学特征：一方面，成员星(团星)之间在这些特征上的非规律性差异与同一星场中非成员星(场星)之间的差异相比是很小的；另一方面，

1987 年 7 月 24 日收到。

团星的物理学和运动学特征与场星的相应特征有着较为显著的差异。

通常，确定疏散星团成员可以有五种判据，即多色测光资料、视向速度、自行、偏振和星际红化。前三种所依据的是星团的内禀性质，后两种则来自星际介质的影响。星际红化由于测定精度不够高，实际上还难以用来判别星团成员。偏振资料用于星团成员研究是八十年代才开始的一项工作，Brager 曾利用 NGC 7789 的偏振观测数据确定成员星，结果是比较好的[4]。不过由于资料的限制，这一判据还未获得广泛的应用。人们对于根据多色测光资料所得到的恒星在颜色—星等图上的位置来作为确定星团成员的判据的看法并不完全一致。Vasilevskis和 Sanders 对此曾持否定态度[5],[6]，而Mathieu 则认为可以用来作为成员判别的补充判据[7]。我们认为，以颜色—星等图作为确定成员的判据，即使作为补充判据也是不很可靠的，而且无法对各别恒星给出定量的成员判别结果。

视向速度是一种可用于确定星团成员的运动学判据。Gieseking 最近首次利用 NGC3532 星场内 84 颗恒星的视向速度确定了星团成员[8]。由于取得星场内全部恒星的高质量视向速度资料的疏散星团为数甚少，这一判据的应用便受到了很大的限制。另外，与自行相比，尽管视向速度测定精度很高，但只是恒星空间运动的一维分量，因而用于星团成员判别就不如自行来得好。目前，用于确定疏散星团成员的主要判据是恒星的相对自行。随着星团自行工作的广泛开展，特别对于已拍有早期底片的星团来说，利用相对自行确定星团成员是一种十分有用的方法[3]，并且已开始用于球状星团的成员判别[9],[10]。自行成员研究主要受照相底片的视场范围以及极限星等的限制。由于早期底片往往没有拍到很暗的星像，给疏散星团的研究，比如光度函数、冕的探索、能量均分问题等带来了一定的影响。尽管如此，正如 Mathieu 所指出的那样[7]，“在过去十年内，疏散星团动力学的每一项研究已随着星团成员的研究开展起来了”，而对于星团成员的研究则主要来自自行方面所做的大量工作[1]。也正因为如此，利用恒星相对自行确定疏散星团成员的方法问题便受到了人们的充分重视，直到最近还处于改进之中，以期探索出一种严格的方法来尽可能合理地确定星团成员。我们下面主要就是讨论这方面的内容。

需要指出的是，在可能的条件下利用多种判据研究星团成员无疑是很有价值的，这方面的问题已由 McNamara 和 Sanders 作了很好的说明[11]。

二、按相对自行确定星团成员

确定星团成员所需要的观测资料仅仅是相对自行。这方面的工作最早可追溯到本世纪初。1904 年，Kapteyn, de Sitter 和 Donner 用照相方法测得了毕星团的自行[12]，尽管历元差不到 5 年。由于毕星团很近，还是很好地确定了成员星。但是，因为早期自行的测定精度比较低，1940 年以前的大多数工作不能用来很好地确定较远星团的成员星。1950 年以前自行工作处于低潮阶段，这一时期在这一领域内进行系统性工作的唯一的天文学家是 Ebbighausen[13-16]。Vasilevskis 曾对早期有关这一方面的研究状况作了详细的评述[5]。

事实上，任何一条判据，包括自行判据，都不可能有绝对的把握来确认每一颗具体的星团成员星。所以，早在 1937 年 Lengauer 就提出了成员概率这一数学概念[17]，以定量地表

示判别某一颗星属于星团成员的可靠程度。不过，当时用以计算成员概率的方法在数学上是不严格的。在早期的工作中很少甚至根本没有应用统计方法，也没有用到表示恒星在二维速度(自行)空间中位置的矢点图。第一次尝试用统计方法对星团相对自行作高精度处理以计算恒星成员概率并确定星团成员的是 Vasilevskis 和 Rach。他们在开始时用的是一个比较简单的数学模型[18]，其中作为一级近似假定场星的自行服从平坦分布，团星的自行服从正态分布，两者互相重迭。后来，Vasilevskis,Klemola 和 Preston 又对这一模型作了改进[19]，改进后的模型仍然认为场星与团星的自行分布互相重迭。其中，由于造成团星自行弥散性的主要因素是观测误差以及团星运动的内禀弥散度，因而可认为团星自行服从圆双变量正态分布。另一方面，影响场星自行测定值的因素有恒星本动、长期视差的弥散度、银河系较差自转以及观测误差等，这些因素的联合效应必然使场星运动存在某种偏优方向，所以场星自行应该服从椭圆双变量正态分布。由于这一数学模型的合理性，迄今在绝大部分疏散星团成员研究中有着广泛的应用。我们对一批疏散星团进行成员研究后的分析也证明了上述数学模型的合理性[20]。

根据上述数学模型可以对每一颗恒星 i 列出以下双变量频数函数：

$$\Phi(x_i,\ y_i)=\frac{1-n_c}{2\pi\sigma_x\sigma_y}\alpha_i+\frac{n_c}{2\pi\sigma^2}\beta_i\quad(i=1,2,\cdots,\ N)\tag{1}$$

其中

$$\left.\begin{aligned}\alpha_i&=\exp\left\{-\frac{1}{2}\left[\left(\frac{x_i-x_f}{\sigma_x}\right)^2+\left(\frac{y_i-y_f}{\sigma_y}\right)^2\right]\right\}\\ \beta_i&=\exp\left\{-\frac{1}{2}\left[\left(\frac{x_i-x_c}{\sigma}\right)^2+\left(\frac{y_i-y_c}{\sigma}\right)^2\right]\right\}\end{aligned}\right\}\tag{2}$$

这里 N 为星场内的总星数，$(x_i,\ y_i)$ 为第 i 颗恒星的自行观测值。需要确定的分布参数共有8个，即归一化团星数 n_c，矢点图上场星中心的坐标 $(x_f,\ y_f)$，团星中心坐标 $(x_c,\ y_c)$，场星自行弥散度 $(\sigma_x,\ \sigma_y)$，团星自行弥散度 σ。第 i 颗恒星的成员概率按下式计算

$$p_i=\frac{n_c\beta_i}{2\pi\sigma^2\Phi_i}\qquad(i=1,2,\cdots,N)\tag{3}$$

尽管 Vasilevskis 等人提供了一种比较合理的数学模型，但他们用以确定分布参数的方法却涉及大量的人为因素，在统计学上这是不严格的。1971年 Sanders 提出按最大似然原理来解算式(1)中的分布参数[6]，从而使疏散星团的成员研究有了更为严格的数学基础。

由式(1)可得全部 N 个恒星的似然函数为

$$L=\prod_{i=1}^{N}\Phi(x_i,\ y_i)\tag{4}$$

根据最大似然原理可以有

$$\frac{\partial\ln L}{\partial q_j}=\frac{\partial}{\partial q_j}\sum_{i=1}^{N}\ln\Phi_i(q_1,\ q_2,\cdots,\ q_8)\qquad(j=1,2,\cdots,\ 8)\tag{5}$$

这里我们已把 Φ_i 表示为分布参数 q_j 的函数，$q_j(j=1,8)\equiv(n_c,\ x_f,\ y_f,\ x_c,\ y_c,\ \sigma_x,\ \sigma_y,\ \sigma)$。非线性方程组(5)可以用来解8个分布参数，通常需要通过迭代法来进行解算。分布参数求得

后即可由式(3)计算每一颗恒星的成员概率。Sanders 本人为方程组(5)提供了一套比较合理的近似值

$$q_{j0}(j=1,8)\equiv(0.5,\ 0.1,\ 0.1,\ 0.1,\ 0.1,\ 0.5,\ 0.5,\ 0.2) \tag{6}$$

其中除 $q_{10}\equiv n_{c0}=0.5$ 为无量纲数外，其余分布参数的单位为每百年角秒。

1977 年，Slovak 利用模拟自行数据对 Sanders 方法的合理性和有效性作了检验[21]，结论是肯定的。

以往在应用 Sanders 方法确定星团成员时，通常只给出分布参数而不讨论它们的确定精度。最近我们通过对一批星团的分析表明[22]，分布参数不确定性的讨论对于疏散星团的某些研究工作是有参考意义的，并给出了有关的计算公式。

三、存在的问题及其改进

尽管 Sanders 方法为分布参数解算及成员星确定提供了较为严格的数学基础，但是在实际应用于星团成员研究时还是存在一些问题的。在 Sanders 之后人们对此作了若干改进，有的问题已经比较好地得到了解决，有的则还没有完全得到解决。

首先，Sanders 本人在提出他的方法时已经认识到[6]，在用方程组(5)解分布参数之前，必须先把对于 Vasilevs kis 等的数学模型有明显偏离的少数大自行场星剔除掉，用他的话来说就是要对自行矢点图作尽可能明确的整修，否则的话就会给分布参数以至成员概率的确定带来一定的影响。我们的工作也证明了这一点[23]。把矢点图整修成合乎模型的要求是一个严肃的问题。Sanders 承认他的方法在这一点上存在着残余的人为因素，他没有能给出明确的剔除大自行星的判据，而是采用了一种连他自己也认为是不十分明确的系统性的整修方式。

我们考虑到在合理选择参考星的前提下，场星自行一维分量的均方偏差大都在 0″.6/100 年以下，从这一点出发针对不同星场内的恒星个数提出了不同的剔除大自行场星的具体判据[20],[24]，并在对 42 个疏散星团的 56 份相对自行资料的成员研究中予以应用[25]，结果是令人满意的。尽管正如 Cabrera-Caño 和 Alfaro 最近所指出的那样[26]，完全克服自行矢点图整修中的人为因素看来是不可能的，但应用我们所提出的判据，大大地减少了 Sanders 原方法中所残存的人为因素的影响，更重要的是可以对不同的星团力求取得明确的、一致的成员研究结果。

第二，式(2)表明，在解方程组(5)之前，需要把矢点图的坐标轴作一定的旋转，使之与场星自行的椭圆分布主轴相平行，不然的话式(2)中的 α_i 应有更为复杂的形式

$$\alpha_i=\exp\left\{-\frac{1}{2(1-r^2)}\left[\left(\frac{x_i-x_f}{\sigma_x}\right)^2-\frac{2r(x_i-x_f)(y_i-y_f)}{\sigma_x\sigma_y}+\left(\frac{y_i-y_f}{\sigma_y}\right)^2\right]\right\} \tag{7}$$

而式(1)则变为

$$\Phi(x_i,\ y_i)=\frac{1-n_c}{2\pi\sigma_x\sigma_y\sqrt{1-r^2}}\alpha_i+\frac{n_c}{2\pi\sigma^2}\beta_i \tag{8}$$

这里出现第 9 个分布参数，即相关系数 r。方程组(5)的具体形式自然也要作相应的改变。

上述问题的本质是在解算分布参数之前，需先行确定场星自行分布主轴在矢点图中的取

向。但这时团星和场星还没有分离，就是说场星自行分布主轴在分布参数确定之前是未知的。以往解决这一矛盾的方法是假设矢点图上场星与团星的分布充分重迭，在这一前提下用全部恒星而不是场星来计算矢点图坐标轴应有的转角 θ，而且采用了一些近似的方法[21],[27]。我们的工作指出，这一问题可以与矢点图的整修同时合理地加以解决[23]。其中转角 θ 严格按最小二乘法解算，以得到尽可能合理的结果。实际证明这样的做法是行之有效的[23-26],[28]。

最近，Cabrera-Caño 和 Alfaro 指出[26]，可以用式(8)取代式(1)作为频数函数，并以式(7)取代式(2)中的 α_i，按最大似然原理同时解算包括 r 在内的 9 个分布参数，从而无須先行确定 θ 角。与原方法相比，这样做在理论上就更为严格了。

第三个问题是在求得成员概率后，如何合理地确定具体的成员星。一种做法是由解得的团星数 $N_c = Nn_c$，根据成员概率的数值由大到小逐个挑选 N_c 颗团星。这样做在少数情况下会出现小概率的成员星。比如 Sanders 对星团 M67 的成员研究中[29]，如按这种办法确定团星，则团星成员概率最小的仅 0.11，显然是不合理的。更常用的做法是选定一个最小成员概率 $p_{\min}$，认为凡 $p_i > p_{\min}$ 的为成员星。这里 $p_{\min}$ 的确定带有随意性。我们已经证明了，应用判别分析原理给出的判据确定星团成员可以保证平均出错率为最小[30]。如果认为团星内混入一颗场星和把一颗团星错判为场星所造成的损失是一样的，则由判别分析原理可推知 $p_{\min} = 0.50$。比如 McNamara 和 Sanders 在讨论 M11 的内部运动时就是这样做的[31]。

但是，所谓平均出错率最小，是指混入团星的场星数和作为场星看待的团星数的总和为最小。实际上对于 $p \approx 0.5$ 的团星来说，场星的混淆是十分严重的。从统计上来说每两颗这样的团星中就有可能混入一颗场星，而这必然会给星团的研究带来明显的影响，使结果带有很大的不确定性。我们的观点是对于疏散星团的研究来说，应尽可能选用成员概率大的恒星作为成员星，而不必拘泥于 $p_{\min} = 0.5$ 或其他类似的判据，以期取得可靠的统计结果。对于疏散星团 M11 维里(Virial)质量的讨论充分说明了这一点[32]。当然，在星数较少时，或者利用自行资料进行团星、场星分离不太有效时，这样做选用的团星样本就不够大，同样无法取得可靠的、有统计意义的结果。对于后一种情况应该考虑配合其他可能用的成员判据，比如同时利用自行和颜色-星等图来研究星团成员，可望有较好的结果。Mathieu 对星团 M11 的成员研究正是这样做的[7]。

四、自行测定精度不相等时确定星团成员的方法

我们知道，恒星的自行通常是由相隔若干年对同一天区所拍摄的若干对底片资料归算而得的。由于拍摄条件的差异，不同底片上所拍得的可作位置精确测定的星像数是不同的，有时可以相差很大。其结果总是亮星可能为全部底片所拍得，而暗星只出现在少数长曝光时间的底片上。造成这一现象的主要原因是第一期底片曝光时间长短不一。由于最后采用的自行取自全部底片对所得结果的加权平均值，因而对于不同的恒星其自行测定精度是不同的。通常是亮星的精度比较高，而最暗的那些恒星自行精度相对说来就很差。不仅如此，即使对于同一张底片上的星像来说，最亮的、特别是最暗的星，底片测量的精度相对说来也比较差。

另一方面，Sanders 方法的应用要求星场内全部恒星的自行值有相同的精度。否则，这

一方法在理论上是不能成立的。我们知道在由模型(1)出发所解得的分布参数中，σ^2 以及 σ_x^2、σ_y^2 都是自行的观测方差，它们实际上由内禀方差和观测误差两部分组成。如果考虑到 x、y 方向上的自行观测误差总是基本相等的[31],[33]，则有

$$\left.\begin{aligned}&\sigma^2=\sigma_0^2+\varepsilon^2\\&\sigma_x^2=\sigma_{x0}^2+\varepsilon^2,\quad \sigma_y^2=\sigma_{y0}^2+\varepsilon^2\end{aligned}\right\}\tag{9}$$

式中下标“0”表示相应的内禀方差，ε 代表观测误差。由于上面提到的原因，ε 因星而异。所以，σ 对于团星和 σ_x、σ_y 对于场星并不是常数。在式(4)中，σ、σ_x、σ_y 是作为常数来对待的。因此，当星场内恒星自行的测定精度不等时，按 Sanders 方法解算分布参数就是不严格的。

McNamara 和 Schneeberger 已经看到了这一问题[34]，并就星团 M11 的情况作了若干讨论，但没有提出解决的途径。目前对这一困难所采取的一种办法是把星场内恒星按其所拍到的底片对数的多寡进行分组，使每一组内底片对的数目相差不大，以减少上述因素的影响。这时，不同组内用作成员研究的恒星是各不相同的。同时，根据不同的研究内容选取不同组(以至全部底片对)的成员确定的结果。比如，McNamara 和 Sanders 在研究疏散星团 M11 内部运动时用的是 7—10 对和 11—15 对底片资料的成员研究结果[31]，而 McNamara、Pratt 和 Sanders 在对 M11 作一般成员研究时用的是 1 对、2—5 对、6—15 对三组底片分别解算后的混合结果[35]。显然，这样做一方面从理论上讲还是不严格的，上述问题仍然没有从根本上得到解决。另一方面，不同组解算得到的分布参数是不一致的，它们的成员研究结果很难综合加以利用，而如果仅仅考虑底片对数较多的组，又要损失许多信息，这是很可惜的。

Cudworth[10]和 Ianna、Adler 及 Faudree[36]在他们对星团成员的研究中提到梵蒂岗天文台的 de Graeve 曾提出过一种方法来克服上述困难，其主要概念是根据自行误差的大小把每个自行在矢点图上分布为几个点，而不是 Sanders 方法中的一个点。但由 Ianna 等的工作可知，该方法所得的成员概率与 Sanders 方法的结果有很大的不同。按 Sanders 方法有 50 多颗星的 $p>0.80$，改用 de Graeve 的方法后，全部恒星的成员概率均小于 0.80，因而 Ianna 等最终还是采用了由 Sanders 方法确定的星团成员。对于 Cudworth 的工作，我们经过具体解算也发现了用 de Graeve 方法后大概率成员星明显减少的类似情况。看来，这一方法可能是有问题的。

我们在最近的一项工作中指出，可以用内禀自行弥散度取代观测自行弥散度作为分布参数来合理地解决这一问题[37]。如果仍旧采用 8 参数模型，则以式(9)代入式(1)，可以得到新形式的频数函数

$$\Phi(x_i,\ y_i)=\frac{1-n_c}{2\pi(\sigma_{x0}^2+\varepsilon_i^2)^{1/2}(\sigma_{y0}^2+\varepsilon_i^2)^{1/2}}\alpha_i+\frac{n_c}{2\pi(\sigma_0^2+\varepsilon_i^2)}\beta_i\tag{10}$$

其中

$$\left.\begin{aligned}&\alpha_i=\exp\left\{-\frac{1}{2}\left[\frac{(x_i-x_f)^2}{\sigma_{x0}^2+\varepsilon_i^2}+\frac{(y_i-y_f)^2}{\sigma_{y0}^2+\varepsilon_i^2}\right]\right\}\\&\beta_i=\exp\left\{-\frac{1}{2}\left[\frac{(x_i-x_c)^2}{\sigma_2^0+\varepsilon_i^2}+\frac{(y_i-y_c)^2}{\sigma_0^2+\varepsilon_i^2}\right]\right\}\end{aligned}\right\}\tag{11}$$

显然，只要我们通过其他途径求得恒星自行观测误差 ε_i 的合理估值，上式仍然只含有

8个未知参数 $q_j(j=1,\cdots,8)\equiv(n_c,\ x_f,\ y_f,\ x_c,\ y_c,\sigma_{x0},\sigma_{y0},\sigma_0)$，可以由式(5)解出。但现在的情况与式(1)不同了，内禀方差 σ_0^2 和 σ_{x0}^2、σ_{y0}^2 对于某个星场来说是一些常数，而与具体某一颗团星或场星无关。这时，第 i 颗恒星的成员概率为

$$p_i=\frac{n_c\,\beta_i}{2\pi(\sigma_0^2+\varepsilon_i^2)\Phi_i} \tag{12}$$

事实上，对于有多对底片资料的星场来说，自行测定误差 ε 可以通过比较不同对底片的自行解算结果来作出合理的估计. 这一点通常是不难做到的。我们已就此给出了有关的估算公式[37]。

通过对疏散星团 M11 自行观测资料的具体处理和讨论表明[37]，我们提出的方法不仅在理论上是严格的，而且在实用上也是可行的，可以求得一组唯一确定的分布参数，其中的团星内禀自行弥散度即可直接用于星团维里(Virial)质量的计算。需要指出的是，对于一般情况来说，同一星场内不同恒星的自行测定精度总是不相等的，因而我们所提出的方法便具有普遍性意义。

鉴于星团成员确定对于星团(包括疏散星团和球状星团)研究工作的重要性，以及自行资料在星团成员研究中的广泛应用，利用相对自行确定星团成员的方法在半个多世纪内有了重大的改进，理论上已日臻完善。毫无疑问，这种改进同电子计算机的出现是分不开的。近期，疏散星团的各种研究也因此而活跃起来，并取得了一些有意义的结果。如果在自行成员研究的基础上能合理地配以其他的成员判据，疏散星团的动力学研究将会取得更好的结果。

参 考 文 献

[1] King, I. R., IAU Symposium 80, p. 139, (1980).
[2] Mathieu, R. D., IAU Symposium 113, p. 427, (1984).
[3] Marschall, L. A., Ghiu, L. G. and van Altena, W. F., *Sky and Telescope*, (1981.8), 112.
[4] Breger, M., *Ap. J.*, **263** (1982), 199.
[5] Vasilevskis, S., *A. J.*, **67** (1962), 699.
[6] Sanders, W. L., *A. Ap.*, **14** (1971), 226.
[7] Mathieu, R. D., *Ap. J.*, **284** (1984), 643.
[8] Gieseking, F. J., *A. Ap.*, **99** (1981), 155.
[9] Cudworth, K. M., *A. J.*, **81** (1976), 519.
[10] Cudworth, K. M., *A. J.*, **90** (1985), 65.
[11] McNamara, B. J. and Sanders, W. L., *A. Ap.*, **52** (1976), 53.
[12] Kapteyn, J. C., de Sitter, W. and Donner, A., Publ. Astron. Lab., Groningen, No.14,(1904).
[13] Ebbighausen, E. G., *Ap. J.*, **86** (1937), 434.
[14] Ebbighausen, E. G., *Ap. J.*, **89** (1939), 431.
[15] Ebbighausen, E. G., *Ap. J.*, **90** (1939), 689.
[16] Ebbighausen, E. G., *Ap. J.*, **91** (1939), 244.
[17] Lengauer, G. G., Bull. Obs. Pulkovo, **15** (1937), part 3.
[18] Vasilevskis, S. and Rach, R. A., *A. J.*, **62** (1957), 175.
[19] Vasilevskis, S., Klemola, A. and Preston, G., *A. J.*, **63** (1958), 387.
[20] 赵君亮，田凯平，天文学报，**26** (1985)，152.
[21] Slovak, M. H., *A. J.*, **82** (1977), 818.
[22] 赵君亮，何燕萍，天文学报，**28** (1986)，173.
[23] 赵君亮，田凯平，徐宗海，殷明官，天文学报，**22** (1981)，180.

[24] 赵君亮，田凯平，徐宗海，殷明官，天文学报，**23** (1982)，135.
[25] 赵君亮，田凯平，经加云，殷明官，42个疏散星团成员表，上海科学技术出版社出版，(1985).
[26] Cabrera-Caño, J. and Alfaro, E. J., *A. Ap.*, **150** (1985), 298.
[27] Vasilevskis, S., Sanders, W. L. and van Altena, W. F., *A. J.*, **70** (1965), 806.
[28] 田凯平，殷明官，经加云，徐宗海，上海天文台年刊，(1982)，No. 4, 17.
[29] Sanders, W. L., *A. Ap. Suppl.*, **26** (1976), 89.
[30] 赵君亮，田凯平，上海天文台年刊，(1981)，No. 3, 146.
[31] Mc Namara, B. J. and Sanders, W. L., *A. Ap.*, **54** (1977), 569.
[32] 赵君亮，何燕萍，天体物理学报，**7** (1987)，273.
[33] 田凯平，殷明官，徐宗海，赵君亮，上海天文台年刊，(1980),No.2, 90.
[34] McNamara, B J. and Schneeberger, T. J., *A. Ap.*, **62** (1978), 449.
[35] McNamara, B. J., Pratt, N. M. and Sanders, W. L., *A. Ap. Suppl.*, **27** (1977), 117.
[36] Ianna, P. A., Adler, D. S. and Faudree, E. F., *A. J.*, **92** (1987), 347.
[37] 赵君亮，(待发表).

(责任编辑　刘金铭)

Determination of Membership of Open Clusters

Zhao Junliang
(*Shanghai Observatory, Academia Sinica*)

Abstract

All studies on open clusters must be based upon reasonably determining cluster members. Among various criteria used for determination of membership of clusters, proper motions are the most important observational data. The historical and recent developments of methods for determination of membership of open clusters are in some detail described, where emphasis is placed on discussions of Sanders' method, including its reasonableness, the problems remaining to be improved and the ways for improvement. Finally, a rigorous method for determination of membership of clusters developed by the author is briefly presented, which is suitable for handling the general case of proper motions with widely different errors.