

小行星物理研究概况

周 兴 海

(中国科学院紫金山天文台)

提 要

本文简要地介绍在小行星物理研究的几个领域内取得的一些进展和存在的一些问题,其中包括:(1)星等分布;(2)直径、质量和密度的测定;(3)自转、形状和双小行星系统;(4)分类和表面矿物学;(5)小行星族和越地小行星。

一、简单历史回顾

自1801年1月1日发现第一颗小行星(谷神星)起至本世纪五十年代以前,新发现并正式编号的小行星已增至1,500多颗,除对个别小行星曾零星做过分光观测、光电观测和偏振观测外,几乎没有对小行星的物理观测进行过研究。从五十年代中期开始,比较有系统地开展了小行星光电测光观测。所得结果可以提供小行星的光变振幅、光变周期、绝对星等、位相系数、冲效应以及颜色等等数据,这对于研究小行星的自转、形状、表面成份和结构以至直径的测定等都是很重要的。不过早期的观测数量不多,主要限于明亮的小行星。我国紫金山天文台在六十年代发表的三篇观测结果的论文^{[1],[2],[3]},在早期的小行星光电观测中占有一定的地位,得到了比较广泛的引用。

进入七十年代,小行星物理研究有了飞跃的发展。由于红外辐射测量、偏振测量、多色测光、雷达观测以及掩星观测等技术的广泛应用,加上光电测光观测大规模地开展,取得了大量小行星的多种物理参数,并根据观测参数对小行星进行分类和对小行星表面成份进行矿物学解释。在对小行星表面结构进行研究中,发现了一些统计规律性。同时正在酝酿着向小行星发射探测器的计划。如今,小行星物理学已成为一门非常活跃的学科,它的成果不仅对小行星、而且对太阳系的起源和演化研究都具有很重要的意义。

由于观测数据大量增加,大约在1976年初,有人发起将这些数据编纂成可以用电子计算机处理的形式加以保存,结果形成了《Tucson小行星数据修订索引》档案,简称为TRIAD档案,它包含了小行星全部可靠的物理参数^[4]。这些参数共有10种:1. 吻切根数和星名;2. 固有根数;3. 分光反射率数据;4. 分光反射率参数;5. 辐射直径和反照率;6. 偏振参数;7. 光变曲线;8. 星等;9. UBV颜色;10. 类型;再加上发现情况,一共11种数据,由11人分头负责提供,保存在美国Arizona大学处,并且不断更新。

1984年5月12日收到。

二、星等统计

截至1984年2月17日止,正式编号的小行星数目已增至3,007颗^[5],如果加上有确切轨道但未编号的小行星,那么大致或完全可以肯定的小行星数目大大超过5,000颗,新发现的小行星越来越暗,而且发现的趋势远没有结束。

从已发现的小行星星等分布来看,明亮小行星的数目很少,而且随着星等减小,小行星的数目增加十分迅速。按照文[6]的意见,平均冲星等 $B(a,0) < 15^m.0$ 的编号小行星似乎是完全的。这一看法得到文[7]的证实。根据文[7]的统计,大体上可以认为, $B(a,0) < 15^m.5$ 的主带小行星*¹⁾已全部被发现,它们的总数约为1,440颗。

为了研究小行星的星等分布,目前有两方面的资料可供利用:1. Yerks-McDonald 巡天^[8](简称MDS)和Palomar-Leiden 巡天^[9](简称PLS);2. 编号小行星和未编号小行星^[10]。

MDS是沿黄道两侧黄纬各20度区域的明亮小行星巡天,而PLS是其朝暗星方向的延伸,虽然覆盖的天区很小(黄纬和黄经宽度分别只有12度和18度),不过,在做了不完全性的改正之后,亦可用于全天。文[9]对MDS和PLS两种巡天的结果做了统一的处理,得到主带小行星 $B(a,0)$ 半星等间隔数目的对数,大致随 $B(a,0)$ 线性地增加。这一统计的截止星等约为 $20^m.5$ 。在化为绝对星等 $B(1,0)$ 时,该文又将主带分做三个区域分别进行统计。这三个区域是:(1) $2.0 < a < 2.6$, (2) $2.6 < a < 3.0$ 和(3) $3.0 < a < 3.5$ 天文单位。三个区域的情况大致一样,不过在细节上有区别,对于暗星,三个区域都大致存在线性关系。

文[7]利用编号和未编号小行星的资料进行统计,得到的情况跟文[9]大体一样,不过平滑性更好一些,具体数值略有不同。

三、直径、质量和密度的测定

小行星直径是研究小行星起源、演化和物理性质的一个基本数据,但在七十年代以前一直很难测定。根据目视测微计观测只得到谷神星、智神星、婚神星、灶神星和爱神星等5个小行星的数值,由于视圆面接近分辨率极限,误差很大,这些数值都不可靠^[11]。

大约从1970年起,产生了两项间接测定小行星直径的新技术:一项是红外辐射测量^[12];另一项是偏振观测^[13]。第一项技术后来使用的标准波长为 $10\mu\text{m}$ 和 $20\mu\text{m}$,测量小行星表面吸收日光后发射的热辐射,并同时利用可见光亮度得到直径,但需要对小行星表面的温度分布和测光性质以及Bond反照率和几何反照率之间的关系做出适当的假定。第二项技术系利用偏振-位相曲线直线部分的斜率和多尘或粗糙表面反照率的经验关系(这一关系是直线的),先得到几何反照率,然后和可见光亮度一道计算直径。

不难理解,利用测光办法时,直径的测量和几何反照率的测量是相互制约的。实际上,

* 主带小行星是位于小行星主带之内的小行星,半长径 a 介于2.06至3.65天文单位之间。它们占小行星的绝大多数。

—注

两者之间存在下述关系^[14]:

$$2\lg D = 6.244 - 0.4[B(1,0) - (B - V)] - \lg p_v,$$

其中 D 是以公里表示的直径, $B(1,0)$ 为色指数, $(B - V)$ 及 p_v 分别是色指数和几何反照率。因此, 只要两个量中有一个量测出, 另一个量便可根据绝对星等及色指数算出。所以如果可根据别的特征(比如色指数或光学类型)判定几何反照率, 那么直径便等于测定。这种直径完全可用于统计研究, 并且可能比起伏大的单项辐射或偏振测定更可靠些。实际上, 在 TRIAD 档案中, 有许多小行星的直径数据便是利用这个办法测定的(截止于 1979 年 6 月份的 TRIAD 档案刊载于 T. Gehrels 编的 *Asteroids* 一书中, 可参考)。

至于直接测量方法, 除上述目视测微计观测之外, 尚有三种, 即 1. 干涉观测; 2. 月掩小行星观测; 3. 小行星掩恒星观测。不过严格讲来, 前两种方法都不是真正的直接方法, 因为它们需要对小行星的形状、临边昏暗和反照率分布做出假定后方可得出直径。此外, 第一种方法目前由于技术原因, 只见零星结果; 第二种方法由于精度上受限制, 只能用于几颗明亮小行星^[15]。

以上所说直径系指等效球体的直径, 但利用掩星方法时, 根据三站以上的观测结果, 可以测定小行星椭球体在和视线垂直平面上投影的半长径和半短径。

不过, 对于掩星观测需事先预报掩星的路径和时刻。最近几年每年都发表这种预报, 并且预报的掩星次数逐年增多, 它们可从国际掩星计时协会出版的《掩星通讯》(Occultation Newsletter)上查到。由于小行星轨道和恒星位置不准, 预报见掩情况和实际往往相差很大。只有等到掩星前两三天, 根据小行星和被掩恒星的照相定位观测, 方可确定准确的路径。这当然给观测带来了困难, 同时需要设立流动观测站。目前利用掩星方法测定的直径数目还不很多, 不过这种方法十分精确, 因而很有发展前途。

总的说来, 以上几种方法测得小行星直径的结果有较好的一致性。在上述《Asteroids》一书中刊载的 TRIAD 档案中, 具有反照率和直径数据的小行星有 752 个, 这个数字目前还在不断增长。

至今已知直径大于 200 公里的小行星大约有 30 颗。文[14]利用 TRIAD 档案直径数据进行统计, 在对观测数据的不完全性做出改正之后, 得到直径 $D > 32$ 公里的累积数目分布如下:

直 径	>200公里	>158公里	>100公里	>63公里	>32公里
数 目	30	58	195	463	1,100

从该文的统计可看出, 不同光学类型小行星的数目随直径的分布对于指数分布律有较大的偏离。

但是, 文[14]这个结论仅适合于较大的小行星。对于较小的小行星(大致相当于 $D < 30 - 40$ 公里), 如果假定各光学类型的小行星数目不随星等变化, 那么按文[7], 这个累积分布是服从乘方定律的, 且方次数值约为 -2.5 (相当于密度分布为 -3.5), 和碎裂理论预言的小行星稳定态分布的指数相符^[16]。这似乎表明较小的小行星为碰撞碎片。其实从 PLS 的星等分布亦可得出大体相同的结果。

文[17]利用 TRIAD 中数据得到如下的结果:

(1) $D > 260$ 公里, 直径累积数目分布遵守乘方定律, 且方次 = -1.74 ;

(2) $248 < D < 260$ 公里为过渡区域;

(3) $130 < D < 248$ 公里, 累积分布方次 = -3.06 ;

(4) $D < 130$ 公里, 由于难以避免观测的不完全性(选择效应), 不能得出肯定的结果。该文并提出假设认为, $D > 260$ 公里为原始吸积小行星, 而 $D < 248$ 公里为原始小行星的碰撞产物, $248 < D < 260$ 公里系两类小行星的过渡区域。

直接测定小行星的质量是比较困难的, 这是因为小行星质量过小, 很难觉察对大行星乃至其他小行星的引力摄动。不过, 在两颗小行星密近相遇之时, 这种引力摄动较大, 从而有可能测定其质量。倘若密近相遇越频繁, 则两颗小行星中大者的质量测定便越精确。因此, 彼此处在极近共振的两颗小行星是质量测定的最好候选者, 而当两颗小行星的质量都比较大时, 两颗小行星的质量则都可以测定。

例如, 灶神星和(197)Areta 处在极近 5:4 共振处。自从1885年以来, 这两颗小行星有 6 次接近小于 0.04 天文单位。根据(197) Areta 轨道上小摄动的累积, 测定灶神星的质量为 1.38×10^{-10} 太阳质量 $\approx 2.74 \times 10^{23}$ 克。而谷神星和智神星处在极近 1:1 共振处, 根据相互引力摄动, 测得它们的质量分别为 5.9×10^{-10} 及 1.08×10^{-10} 太阳质量, 相当于 1.17×10^{24} 克和 2.15×10^{23} 克。这是目前已测得质量的三颗小行星, 同时也是最大的三颗小行星。按照文[18]采用的数据, 它们的直径分别为: 谷神星— 987 ± 150 公里, 智神星— 538 ± 50 公里, 灶神星— 544 ± 80 公里*。当质量和直径知道时, 便可计算密度, 上述三个小行星的密度数值分别是: 谷神星— 2.3 ± 1.1 克/厘米³, 智神星— 2.6 ± 0.9 克/厘米³, 灶神星— 3.3 ± 1.5 克/厘米³。

根据对可能是双小行星系统的光变曲线进行分析来测定密度的间接方法, 将在下一段中加以简要的说明。

对小行星的总质量有几种估计。按照文[11], 假定小行星的平均密度为 3.0 克/厘米³, 则 $20 < D < 600$ 公里的小行星的总质量为 3.1×10^{24} 克, 这里的 D 表示直径, 这个估计可能过高。文[19]对不同光学类型的小行星使用不同的密度估计值, 得出整个小行星带的总质量为 3.0×10^{24} 克, 这个估计值和文[20]大致相仿。按照文[20], $D > 100$ 公里小行星的质量为 3.0×10^{24} 克, 整个小行星带的质量不超过谷神星质量的三倍。

四、亮度变化、自转和形状、双小行星系统

小行星亮度变化一般介于 $0^m.2 - 0^m.3$ 之间, 并且呈现周期性。为了解释这种变光现象, 可以假定小行星跟大行星一样绕着轴旋转。因为小行星是固体, 并且依靠反射太阳光而发光, 所以我们可在两种情况下观测到亮度变化: 1. 小行星表面成份不均匀, 各处反照率不一样; 2. 小行星形状不规则, 时而以大、时而以小的截面积对向观测者。仅根据光变曲线不易区分上述两个因素。但是, 大多数小行星在一个光变周期内, 颜色和偏振变化甚小^[21], 这就表明这些小行星的表面成份是比较均匀的, 因而, 亮度变化的主要原因是形状的不规则, 而反照

* 这三个数值和 TRIAD 中的数值略有出入。

率的变化则是次要的。

小行星光变曲线有一个特点,就是在不同时期观测,它们的形状不一样,而光变周期保持不变。这是因为在不同时期观测时,小行星的自转轴以不同的方向相对地球,从而使观测者看到的截面积发生了变化。特别是当小行星的自转轴严格对向地球时,我们甚至观测不到亮度的变化。所以,从理论上讲,通过对不同年份观测的光变曲线进行分析,便有可能测定小行星自转轴的空间指向。此外,光变曲线的形状可随位相角 ϕ 变化。

为了更好地了解自转轴指向、本体形状和照明条件对光变曲线形成的作用,文[22]在实验室中对 12 个不同模型,在不同的照明情况下和不同的自转轴指向下,观测了它们旋转时产生的光变曲线,并且得出了一些有意义的结果。后来文[23]利用三轴椭球体的模型数值模拟小行星的光变曲线,并且和上述实验结果进行了比较。他们分别对两种不同的表面即服从 Lambel 定律和 Lommel-Seelinger 定律的散射表面进行模拟,发现服从后一定律的表面和实验室结果符合得很好。

但是,这两项工作选择较大的位相角,他们仅用几个视向角 θ 和位相角来研究振幅-视向角关系,这样不符合实际观测条件。为了克服这个缺点,文[24]还考虑到小位相角(对应于冲附近的观测),并且选择了一组指向参数,在没有考虑表面反射的情况下,对三轴椭球体进行数值模拟,得出当位相角小于 30 度时,倾角 α 对光变曲线形状的影响可以忽略不计,因而存在着光变振幅随视向角减小而减小的单一函数关系这个有意义的结果。

以上理论讨论都是数值积分的结果,这是因为在一般情况下,用三轴椭球体来模拟光变曲线,由于积分比较复杂,得不出明确的分析形式。但是,如果位相角等于零度,且表面服从 Lommel-Seelinger 散射定律,那么利用三轴椭球体模型,对小行星的亮度变化可以得出一个简单的理论公式。有关这个问题的讨论,可参阅文[25]。

目前测定小行星自转轴的方法,都假定小行星自转轴在空间不发生进动,或者进动很缓慢,这种假定跟观测事实尚没有发现矛盾。在实际测定时,按照所用的光变曲线信息,大致有如下三种办法:

1. 利用光变振幅;
2. 利用光极大星等;
3. 利用光变周期。

前两种办法都只能得到自转轴的指向;第一种办法只适用于少数有限的场合;第二种办法需假定小行星具有三轴椭球体的模型,并不考虑照明情况,但是若已知反照率,则可同时测定小行星的形状。第三种办法叫做测光天体测量学方法^[26]。采用这种办法不需对小行星的形状做任何假定,但是需要高质量的光变曲线,并对光变曲线进行比较分析。这种办法可以同时测得自转周期和自转方向。

目前测得自转轴指向的小行星为数不多,大约有 20 颗,而且由于方法本身的缺陷,得到

* 在小行星中心看太阳和地球的张角。——注

** 小行星自转轴对视线方向的倾角。——注

*** 自转轴和视线所在的平面跟垂直于散射平面(小行星、太阳和地球所形成的平面)的平面的夹角。视向角、位相角和倾角系表示小行星自转轴相对于地球和太阳的三个指向参数,详细定义见文[22]。——注

的结果(可能除少数外)并不十分可靠。

最近,文[27]提出了一个新的测定方法。虽然精度不高,但可以得到满足统计要求的数据。不过,这个方法要求在沿着小行星轨道均匀分布的不同地方得到观测数据。为了获得较好的结果,观测次数大约需要7到10次。这就是说要求在7到10个不同的冲期进行观测。为了应用这个方法,已选定了大约30个小行星,在以后的冲期内进行国际范围内的联合观测^[28]。

看来,小行星自转轴的测定问题远没有解决。可是这个问题是十分重要的,因为自转轴的指向在阐明小行星带碰撞历史时是个很重要的参数,它可以使我们选择不同的演化趋势,并且有助于精确地确定碰撞机制。但是,由于小行星数目很多,现有的方法存在种种缺点,这个问题还不能很快地得到解决。

小行星的光变周期大致等于自转周期,两者的差别是由于小行星和地球的公转以及地球的自转造成的,这个差值甚小,如要求不严格,可以忽略不计。

观测表明,小行星的自转周期一般介于5—6小时至17—18小时之间。目前已知最快的只有2个多小时(如(1566) Icarus, 2^h16^m);最慢的,如(1689) Floris-Jan,可长达145小时,即约6天之多;而(288) Glauke甚至为1,500小时,超过两个月!根据文[29],截止1982年底,通过光电测光和照相测光的方法,已测定自转周期的小行星约有330个。

通过对小行星光变曲线的分析,可以估计出小行星的形状。例如,不论在什么情况下测定谷神星,光变振幅甚小($<0^m.05$),显然,它大体是一个表面成份均匀的球体。又如爱神星的光变振幅颇大,可以用一个圆柱体或一个很扁的椭球体来模拟。

在实践上,为了从光变曲线测定小行星的形状,通常选择扁球体、三轴椭球体或者半球端圆柱体模型,并认为光变振幅越大,形状越不规则(越扁)。对于这些模型,每一自转周期内出现两个极大和两个极小。然而这个假定只能近似地符合实际,因为通常光变曲线呈现一些奇特的特征(亮度局部起伏)。这些特征固然可用表面的地形起伏或反照率的变化来解释,但是,文[30]的研究表明,如选择其他适当的模型,则也能解释这些特征。

另一方面,有的小行星光变曲线具有食双星光变曲线的特征。为了解释这种光变曲线,已提出了双小行星模型,假定这类小行星是由两个反照率相同、并在同步轨道上相互旋转的小行星组成的,观测的亮度变化完全是由于它们相互交食和掩蔽之故。在一定假定条件下,通过对光变曲线的分析,可以测定密度^[31]。

近年来,通过小行星掩恒星的观测,发现了一些小行星可能具有卫星,所以这类双小行星系统的存在不是不可能的。实际上,有些小行星光变曲线的特征可能是卫星产生的,如果这些特征变化的话。甚至为了符合理论要求,提出了多体小行星模型。

小行星不仅在光变曲线形状上跟位相角有关,而且其星等亦随位相角增大而变大。当位相角大于7度时,这种变化呈直线关系,比例常数称为位相系数;而当位相角小于7度时,变化关系是非线性的,此时亮度偏离上述直线并迅速地增加,这种现象称做冲效应。但是,在表示小行星绝对星等时,这种效应是不予考虑的,通常所说的绝对星等系指的星等-位相角曲线直线部分外延到零度位相角的星等。

观测表明^[32],不同小行星的冲效应是相似的,不受成分类型或反照率的影响;位相系数略有不同,变动范围在亮小行星的0.02星等/度和暗小行星的0.05星等/度之间。

按照文[33], 冲效应主要是由表面覆盖物质的体积密度或多孔性决定的, 而位相系数则跟表面粗糙度有关。根据对 1500 多个 *UBV* 观测的分析得出, 小行星表面在结构上和适度多孔表面非常相似, 同时粗糙度适中。对不同小行星, 粗糙度略有不同。偏振曲线负枝的存在表明小行星有一个粗糙的、多孔的或颗粒的表面。这和以上观测结果是一致的。似乎可以认为, 小行星表面覆盖着一层由于碰撞而溅射的碎片。

五、光学类型、表面矿物学

倘若把小行星目视几何反照率 p_V 作一频数分布统计, 则画出的分布图呈现一个双峰分布^[11]的重要特征。第一个峰值位于 $p_V=0.035$ 附近, 第二个峰约在 $p_V=0.15$ 处, 而在 $p_V=0.6-0.7$ 之间存在一个空隙。很明显, 这两个峰代表了表面性质不同的两类小行星, $0.6-0.7$ 之间的空隙是它们的界限。

第一类小行星叫做 *C* 型小行星, $p_V \leq 0.065$ 。第二类主要是 *S* 型小行星。此外, 尚有少量的 *M* 型 (*S* 型和 *M* 型的几何反照率都介于 0.065 和 0.23 之间) 以及反照率较高的其他类型小行星。

根据 *UBV* 三色测光、红外辐射观测、偏振观测和分光观测等其他观测资料的分析, 不同类型小行星不仅反照率而且其他许多特征(如颜色、光谱、偏振等)都有区别。可根据 7 个不同的观测参数将小行星分成 *C*, *S*, *M*, *E*, *R* 等 5 个光学类型, 外加一个不能归类的 *U* 型, 一共 6 个类型^[34]。这 7 个观测参数是^[14]:

1. 几何反照率 p_V , 由热辐射或偏振数据, 或两者的加权平均值得到;
2. 偏振位相曲线负枝的最大深度 P_{\min} ;
3. $R/B = \frac{R_{0.7}}{R_{0.4}}$, 表示反射光谱可见部分的“红化”程度, 其中 R_x 表示在波 $x \mu\text{m}$ 处的反射率;
4. $BEND = (R_{0.56} - R_{0.4}) - (R_{0.73} - R_{0.56})$ 表示反射光谱可见部分的弯曲程度;
5. $DEPTH = \frac{R_{0.95}}{R_{0.4}}$ 表示近 $0.95 \mu\text{m}$ 处红外吸收线底部的反射率跟该吸收线短波侧的最高反射率之比, $DEPTH=1.0$ 表示无吸收线存在;
6. *U-B* 色指数;
7. *B-V* 色指数。

但是, 有的小行星由于只有不多几个观测参数可供利用(例如, 只有色指数可用), 在类型划分上可能存在着不确定性, 往往可分属几个类型。对于这种小行星, 则指定多重类型, 如 *CMEU*、*SM*、*SU* 型等等。

各类小行星的光学性质、可能的矿物成分以及可能的陨石对应物可概括如下表^[14]。

小行星矿物成份以及和陨石的对应是根据它的反射光谱推断出来的, 主要有两种办法^[35]:

1. 把小行星的光谱跟地岩、月岩和陨石粉尘的实验室标准光谱进行对比, 从而得知和小行星对应的矿物种类及陨石类型;

类 型	反 照 率	光 谱	矿 物 成 份	陨 石 对 应 物
C	低	比较平、弱吸收线	硅酸盐+不透明物(碳)	碳质球粒陨石
S	中	淡红色、Fe ²⁺ 吸收	硅酸盐+金属	石铁陨石(H球粒陨石)
M	中	微红色、无吸收线	金属, 或金属加中性硅酸盐	镍-铁陨石、顽火球粒陨石
E	高	平直、无吸收线	中性硅酸盐	顽火非球粒陨石
R	中到高	红色、强吸收线	Fe ²⁺ 硅酸盐	多种或不知道(正常球粒陨石?)
U	多种	异 常	多种	多种或不知道(某些非球粒陨石?)

2. 根据晶体物理学可知, 在每类矿物的反射光谱中都有自己的特征吸收线, 而且吸收线的位置也是特定的, 因此, 可根据特征吸收线判断小行星表面的矿物成份。

但是, 这两种办法都存在着不同程度的困难, 因此, 关于小行星表面矿物成份以及和陨石对应的信息不是很确定的, 随着资料的增多和认识的深入, 对各类小行星表面物质成份的解释以及和陨石的对应可能会发生变化。不过, 这并不影响小行星所属类型, 这是因为上述分类是依据观测参数而不是依据表面成份划定的。

各类小行星的丰富度是不一样的。按照文[14]的统计, 对于直径>32公里的小行星, 在整个主带中, C型占75%, S型15%, 其他类型10%, 且丰富度和直径无关, 而随日心距离变化。C型主要集中在小行星带的中部和外区, 内区较少; S型内区较多, 并随日心距离减小而减少, 至外区接近于零; 其他类型随日心距离起伏。总的来说, C型相对其他类型来说, 在数目上占优势, 并随日心距离增大而增加。

在自转性质上各类小行星也有区别。文[36]利用134个小行星的资料研究表明, 虽然小行星自转速度随直径线性增加跟类型无关, 但是, 当直径相同时, M型比S型旋转快, 而S型又比C型旋转快。文[37]亦指出, M型和CMEU型小行星旋转快于直径相同的C型和S型。

六、小行星族和越地小行星

小行星轨道根数的分布是不均匀的, Kirkwood首先注意到这个现象。他发现, 在小行星半长径 a 的频数分布中存在着缝隙。这些缝隙发生在和木星轨道周期通约的地方, 被叫做Kirkwood缝, 自从1867年发现以来, 其形成原因一直没有得到很好的说明。

Kirkwood缝位于主带之内, 而在主带之外, 情况刚好相反。和木星通约的地方, 往往存在着小行星的聚集, 如Trojan群(1:1通约)、Hilda群(2:3通约)和3:4通约处唯一的一颗小行星Thule。这些小行星的存在具有动力学上的原因, 除上述通约群之外, 尚包含主带中被共振隔绝的Hangaria区域和Phocaea区域^[38], 以及Aten、Apollo、Amor和越过火星(Mars-crossing)小行星^[39]。此外, 在 $a=5.85$ 天文单位处及 $a=14.6$ 天文单位处, 尚分别存在两个孤单的小行星(944) Hidalgo和(2060) Chiron, 它们是否是个别群体的最亮代表现在尚不知道。

按照文[14]的定义, 主带小行星的 a 介于2.06和3.65天文单位之间[但不包括 $q=a(1-$

$e) < 1.65$ 天文单位的 Apollo-Amor 小行星]。根据频数统计可知, 无论对明亮小行星还是对暗弱小行星而言, 它们的数目远比非主带小行星多得多。在主带之内, 小行星的轨道根数分布也是不均匀的。早在本世纪初, 日本天文学家平山清次在搜寻有相似轨道的小行星的时候发现, 在半长轴 a 、固有偏心率 e' 和固有倾角 i' 的分布上存在着聚集现象; 他把这些聚集的小行星叫做“族”, 总共发现 9 个族。他相信, 每个族的成员是由一个母体小行星自发碎裂产生的。

继平山清次之后, 对小行星族的搜寻曾做过不少研究。由于研究方法和所用资料不同, 不同的研究者得出的结论大不相同。例如在数目上, 多者可划分出 104 个小行星族^[40], 少者只有 15 个^[41], 至于成员的差别也是很大的。其原因何在, 目前没有很好的解释。不过, 对于几个大族的划分, 意见比较一致。

按照近代普遍看法, 除了个别几个较大的小行星之外, 几乎全部小行星都遭受重大的碰撞事件。小行星之间的相对速度很高, 平均为 5 公里/秒。根据高速碰撞实验, 具体碰撞结果, 视靶体小行星单位质量受到的碰撞动能的大小, 依次发生以下三种情况^[42]:

1. 陨击成坑(createring), 从碰撞处发射碎片, 靶体小行星几乎完好地保存下来;
2. 剥落(spallation), 从碰撞点和对跖点发射碎片, 靶体小行星遭受相当程度的损坏;
3. 全碎(complete breakup), 靶体小行星大部分被撞成碎片, 只剩一个小核心做为靶体的残骸。

这三种情况都可在不同结构的小行星族中找到。不难理解, 在这些小行星族中, 那些暗弱的成员可能都是碰撞的碎片, 最大的成员系小行星主体。

不过, 按照现在的看法, 小行星族并非全都是由碰撞产生的, 它们可能有不同的起源。族的成员可能是^[39]:

1. 一个或两个母体小行星遭受灾难性碰撞的碎片;
2. 经常互相碰撞的几个小行星的碎片;
3. 被周围共振分离出的区域。

上述三种类型可以根据它们成员的物理性质和光学类型区别开来。其实, 只要将小行星族成员的直径分布及 UBV 颜色和周围小行星进行对比, 便不难指出族的类型: 是碎片, 还是动力学上被分离的集团。因为存在着两个不同的族的形成过程, 所以为了方便, 现在把碰撞碎裂形成的叫做族, 而把动力学上被分离的集团叫做群(如上述的 Hungaria 区域和 Phocaea 区域)。

越地小行星(Earth-Crossing Asteroids)是由于长期摄动的结果而使其轨道和地球轨道相交的小行星^[43], 根据它们目前的吻切轨道根数, 可分为三类:

1. Aten 型小行星 [$a < 1.0$ 天文单位, $q = a(1 + e) > 0.983$ 天文单位(地球近日距)];
2. Apollo 型小行星 [$a \geq 1.0$ 天文单位, $q = a(1 - e) < 1.017$ 天文单位(地球远日距)];
3. Amor 型小行星 [$a \geq 1.0$ 天文单位, 1.17 天文单位 $< q \leq 1.3$ 天文单位]。

在已知的第三类小行星中, 有一半不是越地小行星。

截至1982年年中为止, 总共发现 49 个越地小行星^[44], 其中 Aten 型 4 个, Apollo 型 30 个, Amor 型 15 个。但根据各种巡天发现的速率估计, 在亮于 $V(1,0) = 18^m$ 的小行星中, 共

有 1,300 个越地小行星: Aten 型, ~ 100 ; Apollo 型, 700 ± 300 ; 越地 Amor 型, ~ 500 。因此, 目前已发现的越地小行星只占全部越地小行星的 2—3%。不过, 在未来几年内, 由于红外天文卫星的发射及设于美国亚利桑那州 Steward 天文台的搜寻越地小行星专用望远镜的建造, 可望发现它们的速率会得到加速。

越地小行星直径很小, 在已发现的 49 个小行星中, 最大者为 (2212)Hephaistos, 直径约为 10 公里, 具有 C 型小行星的 UBV 颜色, 属于 Apollo 小行星; 而最小者为 (2340)Hathor, 直径只有 200 米, 跟陨石相差无几, 具有异常的 UBV 颜色, 属 Aten 型小行星^[45]。

越地小行星可和地球碰撞, 各型的碰撞概率不同, 其中 Aten 型为 9.1×10^{-9} 年⁻¹, Apollo 型为 2.1×10^{-9} 年⁻¹, Amor 型是 $\sim 0.5 \times 10^{-9}$ 年⁻¹。把这三个数字分别乘以各类估计的总数再相加, 便可得到每百万年大约有 3.5 个越地小行星和地球相撞。越地小行星的寿命很短, 典型的动力学寿命为 3×10^7 年。为了维持平衡, 必须有一个补充来源。目前几乎可以肯定, 它们的来源是不同的, 其中有一部分来源于残留的越火小行星, 第二部分来源于主带小行星, 第三部分为彗星。

对于第三部分来源目前似乎找到了一些观测证据。例如有四个越地小行星, 它们是 6344 PL、1973NA、(2212)Hephaistos 和 1979VA, 具有远日距很大的轨道 ($Q=3.97$ 到 4.29 天文单位)。其中 Hephaistos 的轨道跟 p/Encke 彗星相似, 而 1979VA 的轨道则比其他已知的 Apollo 小行星更接近木星。它对在和木星相遇时受到的强烈摄动, 可能是非常稳定的。光谱似乎和某些碳质陨石一致。1979VA 的轨道和分光反射率表明, 它可能是最近死寂的彗核。

参 考 文 献

- [1] 张钰哲, 张家祥, 天文学报, 10(1962), 101.
- [2] 张钰哲, 张家祥, 天文学报, 11(1963), 139.
- [3] 杨修义, 张友义, 李晓卿, 天文学报, 13(1965), 66.
- [4] Zellner, B., Asteroids, ed. by Gehrels, T., 1011—1013, (1979).
- [5] M. P. C., No.8537.
- [6] Gehrels, T., Asteroids, 3—24.
- [7] 周兴海, 武志贤, 紫金山天文台台刊, 2 (1983), No. 3, 10—22.
- [8] Kuiper, G. P. et al., Ap. J. Suppl., 3 (1957—1958), 289—427.
- [9] Van Honten, C. J. et al., A. Ap. Suppl., 2 (1970), 339—448.
- [10] Marsden, B. G. and Badwell, C. M., Catalogue of Orbits of Unnumbered Minor Planets (1982).
- [11] Morrison, D., Comets, Asteroids, Meteorites, ed. by Delsemme, A. H., 177—184 (1977).
- [12] Morrison, D., Asteroids, 184—205.
- [13] Dollfus, A. and Zellner, B., Asteroids, 170—183.
- [14] Zellner, B., Asteroids, 783—806.
- [15] Mills, R. L. and Elliot, J. L., Asteroids, 98—118.
- [16] Hellyer, B., MNRAS., 148 (1970), 383—390.
- [17] Hughes, David W., MNRAS., 199 (1982), 1149—1157.
- [18] Schubart, J. and Matson, D. L., Asteroids, 84—97.
- [19] Kresák, L., Bull. Astron. Inst. Czech., 28 (1977), 65—82.
- [20] Chapmann, C. R., Ann. Rev. Astro. Astroph., 16 (1978), 33—75.
- [21] Schober, H. J. and Schober, A., Sun and Planetary System, 285—286.
- [22] Dunlap, J. L., Physical Studies of Minor planets, ed. by Gehrels, T., 147—154.
- [23] Surdey, A. and Surdey, J., A. Ap., 66 (1977), 31.

- [24] Barucci, M. Antonietta and Fulchignoni Marcello, *The Moon and the Planets*, 27 (1982), 47—57.
- [25] 陈道汉, 杨修义, 武志贤, *天文学报*, 16 (1975), 131—137.
- [26] Taylor, R. C., *Asteroids*, 480—493.
- [27] Zappalà, V., *The Moon and the Planets*, 24 (1981), 319—325.
- [28] Zappalà, V. and Scaltriti, F., *Sun and Planetary System*, ed. by Fricke, W. and Telcki, G., 303—304.
- [29] Harris, A. W. and Young, J. W., *Icarus*, 54 (1983), 59—109.
- [30] Zappalà, V., *The Moon and the Planets*, 23 (1980), 345—353.
- [31] Wijsinghe, M. A. and Tedesco, E. F., *Icarus*, 40 (1979), 383—393.
- [32] Scaltriti, F. and Zappalà, V., *A. Ap.*, 83 (1980), 249.
- [33] Bowell, E. and Lumme, K., *Asteroids*, 132—169.
- [34] Bowell, D. et al., *Icarus*, 35 (1978), 315—335.
- [35] Gaffey, M. J. and McCord, T. B., *Comets, Asteroids, Meteorites*, 199—215.
- [36] Dermott, S. F. et al., *Nature*, 296 (1982), No. 5856, 418—421.
- [37] Lagerkvist, C. I., *Highlights of Astronomy*, 6 (1983), 371—376.
- [38] Gradie, J. C. et al., *Asteroids*, 359—390.
- [39] Scholl, H., *Formation of Planetary System*, ed. by Brahic, A., 833—856, (1982).
- [40] Williams, J. G., *Bull. Amer. Astron. Soc.*, 5 (1975), 363.
- [41] Carusi, A. et al., *A. Ap. Suppl.*, 34 (1978), 81—90.
- [42] Ip, W. -H., *Icarus*, 40 (1979), 418—422.
- [43] Shoemaker, E. M. et al., *Asteroids*, 253—282.
- [44] Shoemaker, E. M., *Ann. Rev. Earth Planet, SC*, 11 (1983), 461—494.
- [45] Helin, E. F., *Sun and Planetary System*, 269—276.

A Survey of the Physical Studies of Minor Planets

Zhou Xinghai

(Purple Mountain Observatory, Academia Sinica)

Abstract

The achievements made and problems confronted in the fields of minor planet research are briefly presented, including: (1) magnitude distribution, (2) determination of diameter, mass and density, (3) rotation, shape and binary system, (4) taxonomy and surface mineralogy and (5) families of minor planets and Earth-crossing minor planets.