

小惑星に衛星はあるか

(Do Asteroids Have Satellites?)

Asteroids II pp. 643~658

S. J. ワイデンシリング (惑星科学研究所)

P. パオリッチ (ピサ大学)

V. ツァッバラ (トリノ天文台)

佐藤 勲 訳

要約

まだはっきりとは検出されていないが、小惑星が衛星を持っていることを示唆する間接的な証拠のある天体がある。小惑星間の衝突が、連星系を作り得るメカニズムを与えるが、その確率は低く、ほんの少数の小惑星だけが衛星を持っていそうである。二重小惑星の存在度は、小惑星帯全体の衝突の歴史に制限を与えることができる。連星に許される角運動量とその潮汐進化速度によって、その距離は主星の半径の数十倍以下に制限されている。予想される性質は、現在の解像技術では検出できていないことと矛盾しない。

I. はじめに

二重小惑星の存在を最初に示唆したのは、アンドレ(1901)で、433番エロスの光度曲線といくつかの食連星のものが似ていることに注目した。ボブロフニコフ(1929)は、「もし特別な小惑星が単体ではなくて幾つかの断片からなっている、決してその違いを見分けられないだろう。」と、予言した。もっと最近になって、クック(1971)は、624番ヘクトルの光度曲線を説明するために、接触連星モデルを提案した。1970年代後半になって、この仮説は532番エルクリーナによる恒星の掩蔽によって新たに支持された。この時、見かけ上主星から約1000kmのところに約50kmの大きさの衛星があることに相当する、少なくとも1回の2次の現象があった(ボーウェル他, 1978)。他の小惑星による掩蔽のデータからも衛星があるかもしれないことが示唆されている(ピンゼル&バン・フランダーン, 1979)。衛星の存在は、他の小惑星の光度曲線からも支持されていて(ワイエシリング&デスコ, 1979; デスコ, 1979a, b)、これはむしろよくある現象だという意見が表明されている(バン・フランダーン他, 1979)。ツァッバラ他(1980)は、食連星小惑星の光度曲線にありそうな一般的な特徴を議論し、衛星の存在の問題を自転の性質や衝突的進化についての一般的な議論に組み入れた。ワイデンシリング(1980)は、624番ヘクトルと216番クレオパトラに2つの平衡形状(ダーウィン楕円体)に基くモデルを導入した。その後の数年間に、平衡自己重力形状の役割(ファリネルラ他, 1981a; ワイデンシリング, 1981)、自転角速度分布の特徴(ファリネルラ他, 1981b; ダーモット他, 1984)、衝突的進化の一般的側面(ファリネルラ他, 1982; デービス他, 1985)が議論された。これらの発展にも拘らず、小惑星の衛星は1つも確実には検出されず、初期の熱狂は懐疑的に思われてきた。連星小惑星の形成についてのアイディアは、第2節で概説されている。連星小惑星は、その存在度はたぶん低いけれども、衝突的進化の最もらしい副産物のように思われる。その物理的力学的性質は、第3節で分析されている。予想される性質は、今日までどんな連星小惑星も直接に、疑いなく観測されていないことと矛盾しない。だが、多くの間接的または統計的なヒントがその存在を支持している。

II. 連星小惑星の形成

連星小惑星の形成については、全てが衝突を含む様々なメカニズムが提案された。もし連星が、初期の集積期の間に低速度の衝突でうまくできたとするならば、いまある連星は、後の衝突的進化によって減った、最初の数の子の生き残りの残骸であろう。いま一般的な高速な衝突で連星ができるのならば、衝突によって生成消滅する定常状態の数を示している。現在の小惑星帯の数が生き残りと破片の混ざったものである(デービス他, 1985)ように、最初からあったものと最近できた連星の両方が存在してもよい。ここで3つの可能な連星の形成のメカニズムと、その予想する連星系の性質について試してみる。

A. 自転による分裂

大きな小惑星上での衝突では、重力的に束縛された「ガレキの塊」を作って破片を分散させることなく、標的の天体を粉々にするかもしれない(デービス他, 1979, 1985)。ワイデンシリング(1980)とファリネルラ他(1982)によって、中心を外れた衝突では、連星が分裂する閾値を超えるのに十分な角運動量が標的に輸送されうることが示唆されている。この閾値は、ある特定の角運動量 $\approx 0.4(GMR)^{1/2}$ に達する。ここで、 G は重力定数、 M は主星の質量、 R は平均半径である(チャンドラセカール, 1969; ワイデンシリング, 1981)。質量 m 、衝突速度 V 、平均期待衝突径数 $R/\sqrt{2}$ の発射物との衝突では、角運動量は、 $mVR/\sqrt{2}$ である。臨界角運動量を輸送する発射物と標的の質量比は、 $m/M = 0.4(2GM/V^2R)^{1/2} = 0.4(V_e/V)$ である。ただし $V_e = (2GM/R)^{1/2}$ は、標的の脱出速度である。標的の重力的束縛エネルギーは、 $0.6GM^2/R = 0.3MV_e^2$ なので、自転の不安定を引き起こすことのできる1回の衝突は、衝突エネルギーと重力的束縛エネルギーの比が $\approx V/V_e$ となる。現在、小惑星帯での平均衝突速度は ~ 5 km/s で、 $R = 100$ kmの小惑星では、 $V/V_e \approx 40$ である。分裂が高い確率を持つためには、そのような小惑星は、その束縛エネルギーの数十倍も

の衝突を生き延びる必要がある。衝突エネルギーが放出物の運動エネルギーに変換することはあまり効率よくはない(藤原他の章を参照せよ)が、これはありそうもない(逃げ去る放出物によって運び去られる角運動量の損失があるかもしれないことは考えていない)。分裂には、平均以下の衝突速度とか、既に高速に自転している標的への順行衝突といった、都合のよい状況が必要である。大きな小惑星に対しては、この要求はあまり厳しくないが、太陽系の年齢の間では、その位の大きさの衝突が経験されたとは思えない。このようにして、ファリネル他(1982)によると、自転による分裂は、 $100 \leq R \leq 140 \text{ km}$ と推定される中程度の大きさの範囲で、最も可能性が高いように思われるのである。

標的が破壊されない分裂は、相対速度がずっと小さい時にありそうで、 $V \sim V_0$ であった集積期には、ごく普通に起こったかもしれない。しかし、そのような低速度では、標的と同じぐらいの大きさの衝突体が、必要な角運動量を与えるのに必要である。そのような衝突は起こったに違いないが、違う大きさの天体の衝突よりは稀である(ハートマン, 1979a)。もし分裂で作られた連星が現在小惑星帯にあるならば、それらのかなりの部分は、初期からの生き残りであるかもしれない。しかし、それは全体数からすれば、多数であるはずがない。そのような天体は、どれもどちらの星も弱いガレキの塊の構造を持っているはずである。その形は、だいたい静水圧平衡の楕円体形で、相互の重力作用によって歪んでいるだろう(レオニー他, 1984)。衛星と主星の大きな質量比は、小さな距離で同期自転した安定な潮汐の終端状態を示唆している(第Ⅲ節参照)。

B. 軌道を周回する噴出物

自転による分裂を引き起こすには小さすぎる斜めの衝突でも、標的の周りの軌道に達するのに十分な速度を持った噴出物を生ずる。もし標的が球対称ならば、噴出物の軌道は、1回軌道を回った後に再び衝突するケプラー楕円である。不規則な形をした標的天体は、より寿命の長い複雑な軌道を生ずることがあり(シンタラ他, 1979)、離心率の大きな軌道が太陽の摂動を受けて再衝突しなくなるかもしれないが、いずれにしろ永久に安定な軌道ができそうにはない。大きな衝突による月の起源に関連した問題では、噴出物のプリュームの中の圧力勾配と破片のディスクの粘性が、物質を安定な軌道に送り込む引き金となる(スティーブンソン, 1987)。小惑星の衝突については、噴出物が小さくて短時間に冷却されるので、そのような過程はあまり効果的でなく、軌道上にある質量の生成率は、たぶんとても低い。

逃げ去らない軌道を達成するためには、噴出物の速度は、 $(GM/R)^{1/2} < V < (2GM/R)^{1/2}$ の範囲にしなければならない。標的天体の表面の近くに穴を掘った物質については、特性角運動量の最大値は、 $\approx VR < (2GM/R)^{1/2}$ で、 $a = 2R$ の距離にある円軌道の角運動量に等しい。初期軌道は離心率が大きいかかもしれないが、相互衝突または衛星への集積で、平均角運動量に相当する距離にあるこの物質の軌道が丸くなるに違いない。このように、衝突の直後の一時的な条件を除いて、破片の雲は小惑星の半径の数倍以内の所に閉じ込められるはずである。この過程によって作られた衛星は、どれも最初は近い軌道にあるだろう。それはガレキの塊で、たぶん主星よりずっと小さい(粉々になっている必要はない)。

第Ⅲ節で示すように、衛星の軌道は潮汐摩擦によって進化する。2つの条件に合わない限り、衛星が主星に衝突するか、潮汐的に分裂するまで軌道は落ち込む。その条件とは、

- (1) 順行軌道であること；これは、自転軸が別の方向を向くほど十分な大きな衝突でない限り、標的天体の自転と衝突の方向が揃うことが必要である。
- (2) 初期軌道が同期軌道の外側になければならないこと；これは主星が高速に自転していることが必要である。同期する距離が $\approx 2R$ であることは、自転周期が6時間以下であることを意味する。以下に示すように、小さな衛星(質量比 < 0.01)は、ゆっくりと外側に進化し、主星はあまり自転が遅くならない。噴出物から作られた衛星は小さく、速く自転する主星の近くの順行軌道に発見されだろうと予想される。手に負えないほどの障害があれば、このメカニズムで作られた衛星は、稀であるか存在しないかもしれない。これらの性質を持った系は、もともと自転による分裂で作られた連星の一方の星の衝突的な分裂のような、別の起源を持っているかも知れない。

C. 相互捕獲による破壊

小惑星を破壊する衝突は、重力的に束縛されたペアを作るのに十分に低い相対速度で逃げる破片を作り出すかもしれない(ハートマン, 1979b)。この過程に、P. ファリネル(私信)によって提案されたような簡単なモデルを考えよう。質量 M 、半径 R の母天体が分裂し、破片が群れをなして半径方向に広がっていると仮定する。再集積せずに逃げ去るためには、表面の近くでできた破片は、 $V > V_0 = (2GM/R)^{1/2}$ の速度を持たなければならない。最初近くにあった半径 r 、質量 m の2つの破片は、母天体の中心に対して $\sim 2r/R$ の角距離を持っているので、その相対速度は、 $2Vr/R > 2(2GM/R)^{1/2}r/R$ の程度である。破片相互の脱出速度は、 $\sim (Gm/2r)^{1/2}$ である。 $m \sim M(r/R)^3$ と採ると、その相対速度は、相互脱出速度の $\sim 4(V/V_0)$ 倍である。従って、母天体を逃げ出す破片($V/V_0 > 1$)は、一般にお互いに重力的に束縛されてはいない(この議論は、破片の大きさが等しくないと仮定しても変わらない)。

この極端に単純化されたモデルは、破片雲の半径方向以外への広がり、標的天体や破片の異常な形、破片の相互衝突などは考慮していないので、重力的に束縛された破片のペア(またはより大きな集り)を排除することはできない。再集積したガレキの塊を作るものもあるかもしれないし、連星を作るものもあるかもしれない。1回の分裂で多数の破片が作り出されれば、1つあるいはそれ以上の連星が作られることは、そのような現象によくある結果なのかも知れない。しかし、そういうのは破片の総数のごく少数を代表しているに違いないことは明らかである。束縛されたペアは、辛うじて母天体を脱出したり、超破局的衝突よりも辛うじて破局的な分裂をした噴出破片の方にありそうである。階層的な集合体があることは、排除できないが、このようにして作られた連星は、破片がその各星に相当していることの方が最もらしい。都合のよい質量比はないが、ペアを束縛している重力ポテンシャルは、距離と逆に変化するので、遠いペアよりも接近した連星の方がありそうである。

III. 連星小惑星の力学

A. 軌道の安定性

衛星は主星の勢力圏の内側、すなわち半径の数百倍以下の距離の軌道を回っていなければならないことが、一般に知られている。その光度曲線から明らかに不規則な形の小惑星は、軌道の安定性に下限を課すかもしれない。その小ささは、大惑星よりもずっと大きな重力調和項を支えているのである。半径の数倍以内の距離にある非同期軌道は、主星との衝突を起こし得る大きな周期的摂動のせいかもしれない(このため、小惑星の周りの環はありそうにない)。不規則な形の天体の接近した衛星の軌道進化は、興味深い将来の研究課題である。

同期軌道は、不規則な形の天体についても安定かもしれない。しかし、系が、

$$\frac{mM}{(M+m)}a^2 > 3(C_p + C_s) \quad (1)$$

の条件に合わない限り、潮汐摩擦で衛星は同期する距離から遠ざかってしまうだろう(ハリス&ワード, 1982)。ここで C_p と C_s は、距離が a で質量が M と m である主星と衛星の自転の慣性モーメントである。もし条件が合わなければ、微量の自転と軌道の角運動量成分の交換は不安定である。もし衛星が同期する距離からわずかに内側に動いても、衛星が主星に衝突するまで軌道を崩壊させるほど、主星の自転は十分速くならない。もし最初の変位が外向きならば、衛星は主星の自転について行けなくなり、外側に進化し続ける。主星と衛星が同じ密度ならば、式(1)は、

$$\left(\frac{a}{R}\right) > \frac{6}{5} \frac{(1+q)(1+q^{5/3})}{q}$$

と表される。ここで、 $q = m/M$ で、 R は主星の半径である。この式は、大きな衛星(大きな q)だけが主星に近い安定な同期軌道を持っていることを示唆している。小さな衛星は、原則として、安定な基準に合うまで潮汐的に外側に進化するが、その速度は遅いだろう。

B. 潮汐進化のタイムスケール

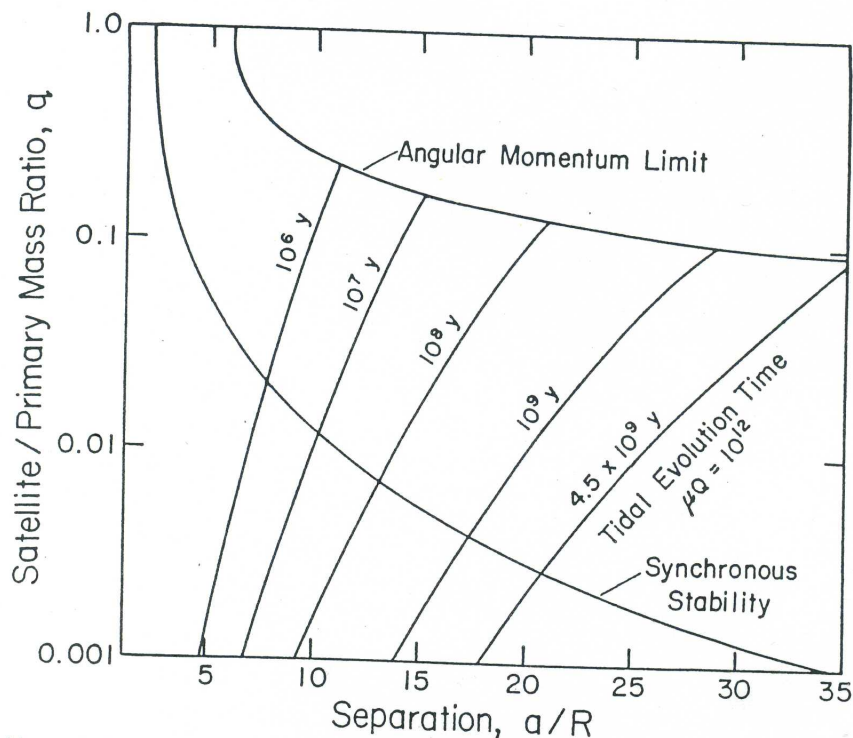
衛星によって主星に及ぼされる潮汐トルクは、

$$\frac{dH}{dt} = \frac{3kGm^2R^5}{Qa^6} \quad (3)$$

である(ハリス&ワード, 1982)。ここで Q は、特性摩擦関数である。ラブ定数 k は、主星の弾性と自己重力のための潮汐ポテンシャルに対する応答の大きさであり、剛性率を μ 、密度を ρ とすると、

$$k = \frac{\frac{3}{2}}{1 + \frac{57}{8\mu\pi G\rho^2R^2}} \quad (4)$$

である。小さな岩石状の天体に対しては、分母の第2項が支配的になり、



【図1】距離 a/R に対する質量比 q の領域。潮汐進化は連星を右側に向かって移動させる。角運動量限界と書かれた曲線は、初期の自転角運動量が軌道角運動量に変換することによって達成し得る最大の a/R を示す。進化の時間は、初期値 $a/R = 1$ 、 $\mu Q = 10^{12} \text{ dyn/cm}^2$ 、 $\rho = 2.5 \text{ g/cm}^3$ 、 $R = 100 \text{ km}$ を仮定した。同期安定と書かれた曲線の左側の連星は、自転-軌道同期を維持できず、右側の連星は、同期しているかもしれないが、そうである必要はなく、その状態は初期条件と年齢による。

$$k = \frac{12\pi G \rho^2 R^2}{57\mu}$$

(5)

となる。これは、 μ が $\sim 10^8 \text{ dyn/cm}^2$ と低くても(個体の岩は $\mu > 10^{11} \text{ dyn/cm}^2$ である)、 $R < 200 \text{ km}$ ではよい近似である。軌道角運動量の変化率は、 $(q/2)[GM^3/(1+q)a]^{1/2}(da/dt)$ である。これらが等しいと置いて積分すると、

$$\left(\frac{a_f}{R}\right)^{13/2} - \left(\frac{a_0}{R}\right)^{13/2} = \frac{312\pi^{3/2} G^{3/2} \rho^{5/2} q(1+q)^{1/2} R^2}{19\sqrt{3} \mu Q} \Delta t$$

(6)

ここで、 a_0 , a_f は、最初と最後の距離で、経過時間 Δt は、距離の出発値 a_0/R には鈍感である。

いろいろな Δt の値に対する a_f/R のコントアを図1に示す。ヨーダー(1981)によってフォボスについて決められた、 $\mu Q = 10^{12} \text{ dyn/cm}^2$ を仮定した。 Q は一般に $\sim 10^2$ なので、これは中ぐらいに割れた炭素質の小惑星に受当と思われる $\mu \sim 10^{10} \text{ dyn/cm}^2$ であることを意味する(フォボスはたぶん捕獲された小惑星である)。重力的に束縛されたガレキの塊は、より低い実効的な μ を持っているかもしれないが、計算された距離は、仮定された値には弱くしか依存しない。大きな衛星($q > 0.1$)の最終的な距離は、最初の系の自転角運動量によって制限されている。両方の天体が初め不安定限界をちょっと下回る順行自転をしていたとしても(第II節A)、系は角運動量限界と示された曲線より下の同期した終端状態に到達するに達しない。小さな衛星は、潮汐進化が遅いことによって制限されている。図1は、主星半径の数十倍より大きな距離では、どんな大きさの衛星もありそうもないことを示している(大きな距離は、主星の質量の大部分を持ち去った大きな衝突によって起こるが、そのようなできごとは、普通連星系を分裂させてしまう)。

C. 離心率の進化

潮汐進化は、衛星の離心率の永年変化をも引き起こす。ハリス&ワード(1982)により、

$$\frac{de}{e} = \left[\frac{19}{8} \text{sgn}(2\omega - 3\Omega) - \frac{7\rho_p^2 R Q_p k_s}{2\rho_s^2 r Q_s k_p} \right] \frac{da}{a}$$

(7)

ここで、 ω は主星の自転角速度、 Ω は衛星の平均運動、下付き添字 p, s はそれぞれ主星と衛星に関するものである。括弧内の第2項は、常に e を減少させる。もし衛星の公転周期が主星の自転周期の3/2倍より長ければ、第1項は正で、 $19\rho_s^2 r Q_s k_p > 28\rho_p^2 R Q_p k_s$ ならば e は増加する。 $k \propto \rho^2 r^2 / \mu$ なので、 $\mu_p Q_p = \mu_s Q_s$ ならば、 $de/dt > 0$ となるためには、 $r/R < 19/28$ または $q < 0.31$ が必要である(十分ではない)。式(7)は積分して

$$e/e_0 = (a/a_1)^\alpha$$

となる。ここで、 e_0 は、 $2\omega - 3\Omega$ が正になる距離 a_1 の時の最初の離心率である。 $\mu_p Q_p = \mu_s Q_s$, $\alpha = 19/8 - (7/2)q^{1/3}$ については、 $q = 0.31$ での0から、 $q \rightarrow 0$ につれて2.375まで変わる。

同期した軌道から外側に進化した衛星は、主星があまり速く自転が遅くならなければ、最終的には、 $2\omega - 3\Omega > 0$ となる距離に達するだろう。これは q があまり大きくてはいけないことを意味する。ある範囲の a について $\omega > 3\Omega/2$ が成り立つためには、 a_1 において、 $d\omega/da < (3/2)d\Omega/da$ であることが必要である。これから、

$$q^{5/3} + \frac{35}{6} \frac{q}{(1+q)} \left(\frac{a_1}{R}\right)^2 < \frac{2}{3}$$

(8)

となる。 q の限界値は、主星の最初の自転角速度に依存しているが、 $de/dt > 0$ であるためには、一般に $q < 0.01$ でなければならない。潮汐進化のタイムスケールは、 $a/a_1 < 10$ であることを示唆するので、 $e/e_0 < 10^2$ となる。最初の離心率は主星の重力調和項または両星の衝突によって与えられるかもしれない。 e_0 が大きい場合には、式(7)の積分は形式的に $e \rightarrow 1$ を予言するが、この関係は e が小さいところだけで有効なのであって、潮汐進化によっては、 $e > 0.7$ の値には達しない(ハリス, 1980)。従って、小さい小惑星の衛星は、0.1かそれ以下の小さな離心率を持っているかもしれない。

IV. 連星小惑星の証拠

過去10年間、いろいろな方法で連星小惑星を検出する努力が行われた。これらの中には、強いヒントを与えたり検出したのかもしれないものもあったが、あいまいでなく一般に受入れられる証拠をもたらしたものはなかった。ここでこれらの結果と将来の親展への見通しを議論する。

A. 掩蔽

多数の小惑星による恒星の掩蔽が観測されてきた(ミリス&ダナムの章を参照せよ)。複数の現象あるいは小惑星の掩蔽帯から十分離れた所での現象の報告は、異常ではない。これらのほとんど全ての観測は、眼視観測で、永久的な記録がない。多くのこのような報告は、信用できない可能性が高い(ライツェマ, 1979)。光電記録はより信頼性が高いが、大部分の掩蔽にとって守備範囲がまばらである。どんな遠い衛星の検出も本質的に掘り出し物的で、他の観測者によって確認されそうもない。近接連星を発見する大きなチャンスがあるが、幾何学的にはあまり都合がよいかもしれない。例えば、よく観測された接触連星ではないかと考えられている216番クレオパトラによる掩蔽は、2つの天体が重なっている、実視光度曲線の極小近くで起こった。最近、掩蔽によって衛星が最もよく示されたのは、146番ルキナについてである。アーロット他(1985)は、主星から約1600 km ($a/R \approx 20$)の所に大きさ約5 kmの衛星があることを示唆する光電記録を得た。

B. 光度曲線

連星系の光度曲線の形は、レオニー他(1984)とチェリノ他(1985)によって分析された。固体の破片についてはほとんど球形などありそうにないが(カパッチオーニ他, 1984の破片の形についての議論を参照せよ)、重力的に束縛されたガレキの塊が潮汐力で変形しているので、現実的な連星小惑星の光度曲線を球形の星のモデルでフィットしてはならない。この考察から、以前に

示唆された候補(46, 49, 111, 179番の小惑星; デスコ, 1979a)は除外され、測光的に連星小惑星を検出することが困難になる。例えば食が観測されても、その形は各天体の形の効果と混同されてしまう。

星が自己重力で支配されていて本質的に平衡形状である時は、より都合のよい状況である。レオニー他は、ロッシュの平衡形状で近似される連星の幾何学的性質を議論した。モデルは、質量比 q と $\omega^2/\pi G \rho$ (遠心力と重力の比に比例する)の2つの無次元のパラメーターによって特徴付けられる。光度曲線の振幅 A 、自転角速度 ω の観測パラメーターに対して、未知数 q と ρ の値が最小と最大値(同じ観測量が大きな q または小さな ρ と q を持ったより密な系にフィットされてもよい)の間に制限される。 A - ω 平面での連星が可能な領域が、現実的な密度の範囲 $1-4 \text{ g/cm}^3$ を仮定することによって描かれる(レオニー他の図2を参照せよ)。連星の楕円体モデルは、観測量のパラメーターによって、光度曲線にも幾つかの特徴を付ける(例えば、食の振幅と継続時間)。

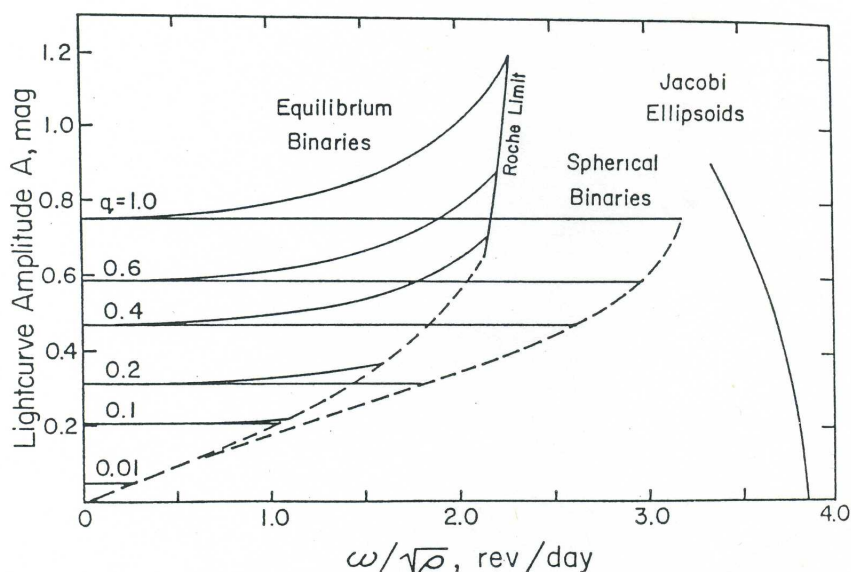
チェリノ他(1985)は、観測された小惑星の光度曲線が、 q と ρ についてのいろいろな推定値の食連星の合成光度曲線によってどのようにフィットできるかを指摘した。彼らは、大きな振幅と短い周期を持つ10個の小惑星について連星モデルを導いた。15番と192番の小惑星については、2つの違った光度曲線を使ってわずかに違った値の違ったフィットが行われた。ほとんどの場合、フィットは定性的にはいい。にもかかわらず、少々困難な点がある。まず、計算された密度の値は、例外もあるが、低密度($1-2 \text{ g/cm}^3$)と高密度($3.5-5 \text{ g/cm}^3$)の2つのよく定義された群に落ちる。両方の群とも本当の連星に対応しているとは思えない。低密度の系は、崩壊と部分的な再集積によるガレキの塊の構造に対する値と一致しているように見える。高密度の系は、より現実的に、より低い密度を持った1つの伸びた天体ということもある。チェリノ他は、これらのモデルを作るのに幾何学的散乱を仮定したが、計算された q が小さくならない限り、他の散乱法則は、これらのパラメーターにあまり影響しないことを示した。

もう一つの難点は、軌道の安定性を考慮することである。これらのモデルは、同期衛星を仮定している。ワイデンシリング(1985)は、その半分は式(1)の基準に合っていないと指摘した。それらの衛星は、短いタイムスケールで同期軌道から外れ、モデルが使えなくなったのであろう。たぶん、これらの小惑星は、形かアルベドの模様による光度曲線を持った1つの天体である(これらは、上述の高密度グループに完全には対応していない)。43, 63, 192, 216, 624番の小惑星についての連星モデルは、潮汐安定性の基準に合っている。この結果は、光度曲線に一意性がないという一般的な問題を表している。つまり、普通、データに合うように、1体と連星の両方のモデルが作れるのである(チェリノ他, 1988)。図2は、潮汐安定性の基準に合う、1体(ヤコビ楕円体)と連星についての A と $\omega/\sqrt{\rho}$ の関係を示したものである。

原則として、非同期衛星は、光度曲線のいろいろな所で規則的な間隔で食と経過による形が現れるので、はっきりと同定できる。しかし、そのような衛星は小さそうで、主星の真の光度曲線と混同されるかもしれないようなかすかな形しか作らないだろう。この2つを分離するには、他の変化の原因、例えば空の状態や装置の効果を排除するため、地球が衛星の軌道面に近くて、理想的な条件下での数公転にわたる完全な、都合のよい幾何学の時の観測が必要である。そのような詳細な調査がされた小惑星は、ほとんどない。

C. 自転角速度

連星の存在を支持する証拠は、自転の統計的解析にも見出せる。 ω の分布は、マクローリン楕円体の振る舞いに対して遅い自転のものがかなり多いことを示している(ファリネル他, 1981b)。ダーモット他(1984)は、どんな合理的な衝突モデルによっても簡単には説明できない、非常に遅い自転をするものを幾つか挙げた。数日という中くらいの周期は、同期した終端状態に達した大きな衛星($q > 0.01$)による潮汐的なスピンドウンのせいかもしれない。ハリス(1983)とビンゼル(1985)は、1ヶ月以上のと



【図2】 ρ を g/cm^3 単位として、正規化された軌道周波数に対する、軌道面で眺めた食連星についての最大光度振幅。水平な直線は、球形な星の連星に関するもの、曲線はレオニー他(1984)による潮汐的に歪んだ平衡形状に対するもの。同期軌道であると仮定されている。破線の下に落ちた連星は、潮汐的に不安定で、同期軌道から進化し去るであろう。ヤコビ楕円体についての A - ω の軌跡も示してある。 ρ が未知なので、与えられた (A, ω) は、低密度の単一天体または高い密度の連星に関するものかもしれない。

ても長い周期のものには、自転ではなくて自転軸の歳差に相当するものがあると示唆した。自由歳差はとても速く減衰する(バーンズ&サフロノフ, 1973)ので、「励起する」衛星の存在が必要である。ハリスは、2ヶ月周期の288番グラウケを説明するのにこの効果を主張した。ピンゼルは、1ヶ月周期の光度曲線の1220番クロクスを解析し、3億年以下の年齢で、~20kmの大きさの衛星の連星系があり得るとした(1220番はエオス族のメンバーで、母天体の崩壊の際に衛星を捕獲したのかもしれない)。遅い自転が多いことや、そんなに長い周期の観測される天体が存在することに対する説明は、いまのところ他にはない。

D. 二重クレーター

連星小惑星のもう1つの証拠は、同時の衝突で作られたペアである二重クレーターから来ている。密集したクレーターを作った天体については、真の二重クレーターは別の衝突でできたものと区別できず、その存在についての統計的な議論が行われている(ウォロナウ, 1978a, b; オーバーベック, 1978)。しかし、地球上には、年齢や物理的性質の合うした4個のクレーターのペアがあることが知られている。それは、クリアウォーター湖(直径32kmと22km)、ライス/シュタインハイム(24kmと3.4km)、カメンスク/グセフ(25kmと3km)、ウスト-カラ(60kmと25km)である(グリーブ, 1987)。その大きさと距離から、一つの天体が衝突の直前に潮汐や大気によって壊れたものとは思えない(ノエルドリッガー, 1980)が、連星小惑星の衝突によってならすぐに説明できる(ハット&ワイスマン, 1985)。連星は、二重クレーターとして認められるクレーターの割合よりも、もっと存在度が高いと予想される。近接連星は、1つのクレーターを作っただろう。もっと遠い連星は、惑星との接近で分離したかもしれない。接近の時、惑星の潮汐力が主星の勢力圏を縮小させ、小惑星の半径が惑星半径での衝突しない距離と等しくなる。惑星の軌道を横切る天体では、衝突よりニアミスはよくあることで、主星が惑星に衝突する前に、遠い衛星は失われるかもしれない。このような考察から、地球上の二重クレーターの存在度(直径1km以上の構造の数%, 直径20km以上のものの約15%)は、驚くほど高いのである。惑星への接近による連星軌道の進化と、衝突した連星から期待されるクレーターの距離の定量的なモデル化は、とても有用だろう。

E. レーダー

レーダーは小惑星の衛星を検出する強力な力を秘めているが、現在ある装置では観測できる小惑星が少ないことから制限されている。主星に相対的な衛星のエコーのドップラー変移による方法なので、近接連星に最適である。レーダーは、2番パラスにあるかもしれない衛星の大きさに厳しい上限を出した(ショーウォルター他, 1982)。216番クレオパトラのレーダースペクトル(オストロ他, 1986)は、レーダーの断面が自転軸から離れるにつれて、明確な2つの山を示した。1つの亜鈴状の天体である可能性は排除できないが、最も素直な解釈は、連星である。これはたぶん、今日までに連星小惑星について得られた最もよい証拠である。レーダー観測は、極方向から見ていることを示唆する、クレオパトラの実視光度曲線の振幅が小さい時に行われた。もっと都合のよい赤道方向からの眺めの時に、はっきりとドップラー成分が分離すれば、連星であることは確実となるだろう。

F. イメージング

2番パラスと12番ビクトリアに衛星があるかもしれないことを示した初期の結果は、明らかに疑わしいけれども、スペックル干渉法は、小惑星の衛星の検出を約束してくれる。その大きな限界は、とても暗い天体が検出できないことである。有効限界等級は、メインベルトでは数十kmの直径に相当する約16等である。ドラモンド他(1985)は、532番エルクリーナの衛星の大きさとして~50kmという上限だけを得た。ドラモンド(私信, 1988)は、2, 4, 29, 511番の小惑星についても同じか大きい上限と、433番の小惑星について15kmという上限を得た。干渉法は、大きくて中ぐらいの距離の衛星を持った系については、最も便利な方法である。これらは潮汐的に自転が遅くなるので、最も見込みのある標的は、遅い自転($P > 24$ 時間)のものである。

小惑星の衛星の最も明確な証明は、直接像であろう。CCDや主星からの散乱光をカットするコロナグラフの様な技術を使っての搜索が行われてきた(ゲーレルス他, 1987; グラディ&フリッ, 1988; 総星数22個)。これらの搜索では、十分大きな距離にある数kmしかないような非常に暗い天体を検出することができる。内側の検出限界は、観測状況によるが、典型的には主星の半径の数十倍である。これは衛星の起源や潮汐進化の考察から予想される最大距離と同程度で、相当数あるより近い衛星を除外するものではないさらに、このタイプの搜索は、 a/R での内側の搜索限界が比較的小さい小惑星について、集中して行われるべきである。

ゲーレルス他の、小さい衛星は事実上存在しないという悲観的な結論は、検出されないということと、直径約30km以下の小惑星には、原始時代から手を付けられずに生き残っているものはないというデービス他(1985)の衝突進化モデルに基いている。主星の周りの軌道にある破片は、再集積し得るので、衛星は同じ大きさの孤立した小惑星よりは分裂に対する抵抗力があることに注意しなければならない。また、衛星は、衝突によって破壊されるだけでなく、作られもするので、比較的若いものもあるかもしれない。最後に、衝突進化モデルは、まだかなり不確実であるようで、それ自身に小惑星の衛星の存在についての強い議論や反対はない。

V. 議論

連星小惑星には何の意味があるのだろうか? 上に述べたように、質量比や距離などのその予想される性質は、その形成のメカニズムに依存している。連星のかなりのサンプルについてのパラメーターの知識、またはその存在度についての信頼できる上限さえ、小惑星帯の衝突の歴史に有益な制限を与え得るのである。平山族の性質によって得られるものに加えて、衝突の結果とスケーリング法則についての洞察をもたらすかもしれない(デービス他, 1985)。

衛星は、小惑星の質量と密度を決定するのに役立つ。原理的に、連星系の平均密度は、星の絶対的な大きさがわからなくても、衛星の通過と掩蔽の光度曲線から決定できる(ホフマンによる章を参照せよ)。この方法は、冥王星とカロンの系に適用された(ソーレン他, 1987)。系の幾何学、特に星が不規則な形をしている可能性がわからないので、そのような解析はどれも、連星小惑星については複雑である。もし系がその距離が測られるほど解明できれば、全質量はケプラーの第3法則によって見出せる。

質量比は、星の相対的な明るさ、または重心の周りの主星の動きを測定することによって推定できる。密度の決定の精度は、たぶん星の体積の不確定さから制限されるだろう。

多くの小惑星が衛星を持っているという10年前の信念(バン・フランダーン他, 1979)は、楽観的過ぎたようである。連星小惑星は、これまで結論されたよりも、稀で検出しがたい。その起源を示唆するいろいろなメカニズムは、低い確率でしか起こりそうにないので、ほんの少数の小惑星しか連星でないだろう。大きな衛星は、主星の近くの同期軌道に安定に存在するが、そのような系は、長く伸びた単一の天体と簡単には区別できない。どんな大きさの衛星も、潮汐進化によって主星の半径の数十倍より大きくは離れない。連星小惑星の予想される性質についての我々の理解は、現在の技術では衛星を検出できないことと矛盾せず、極めて限られた小惑星しか調査されていない。にもかかわらず、少なくとも幾つかの場合について、強い間接的な証拠がある。表1に、今日までに示唆された最も可能性の高い連星の候補を掲げる。これは全てを網羅したものではない。我々は、スペース・テレスコープやレーダーや地上からの解像技術による将来の観測が、面白い小惑星の衛星の問題にすぐに明確な解答を与えるということに楽観的になるには、注意しなければならない。

Asteroid	Evidence ^a	Reference
43 アリアドネ	L	Cellino et al. 1985
63 アウソニア	L	Cellino et al. 1985
146 ルキナ	O	Arlot et al. 1985
182 エルサ	P	Dermott et al. 1984
192 ナウシカー	L	Cellino et al. 1985
216 フレオパトラ	L,R	Weidenschilling 1980; Ostro et al. 1986
249 イルセ	P	Binzel 1987
280 フィリア	P	Binzel 1987
288 クラウケ	P	Harris 1983
385 イルマタール	P	Harris, unpublished
407 アラクネ	P	Weidenschilling, unpublished
437 ロディア	P	Binzel 1987
508 フォリンストニア	P	Harris, unpublished
532 エルクリーナ	O	Bowell et al. 1978
624 ヘクトル	L	Weidenschilling 1980
709 フリンギラ	P	Dermott et al. 1984
1220 クロクス	P	Binzel 1985
1481 チュービギア	P	Binzel 1987

【表1】連星ではないかと考えられている小惑星

L: 光度曲線 O: 掩蔽 P: 自転周期が40時間以上 R: レーダー観測

謝辞: R. P. ビンゼル, C. R. チャップマン, D. R. デービス, P. ファリネルラ, W. K. ハートマン, D. スポートの有益な議論に感謝する。この仕事は、NASAとイタリア国立研究会議によって支援された。惑星科学研究所の科学応用国際協力課で、S. J. W. の寄与が行われた。