

# 銀河クラスターの $N$ 体問題

藪 下 信\*

## 1. はじめに

天文月報編集部から、原稿の依頼を受けて、引き受けては見たものの、実は大変なテーマであることが分かってきた。それで、完全な形での総説をここで書くというのではなく、私なりのかなり主観的な解説を書いてみようと思う。より完全な形での総説は、少し時間をおいてもう少しいろいろと経験を積み、しかも自分なりのシナリオを持てるようになってからにさせて頂きたい。

さて  $N$  体問題をとり上げるにあたって、太陽系内天体を数値的に扱うのか、それとも球状星団のようなものを扱うのか、あるいは銀河クラスターのようなものを扱うのか、いろいろと扱い方があろう。私自身は、クラスターの問題に興味を持っているので、これを中心に書いてみよう。

さて球状星団は星の集団であるが、これをとにかく計算してみようとしたのは、S. アーセスであった。彼は F. ホイルの学生で、ホイルが探してきてくれる計算機をつかって、いろいろと計算していた。これは 1960 年前半のことである。このころは扱える粒子の数は 100 前後か、それ以下であった。いろいろと計算してみると、星団のなかで連星ができ、この連星の形成が星団の進化に大きな影響を及ぼすというようなことが解明されてきた。こうして、 $N$  体問題はある意味で最初から成功したといえるだろう。このような仕事を通じてアーセスは自然に  $N$  体問題に入って行き、中心的な役割を演ずるようになって来た。また、それ以後次第に計算機の性能が大きくなり、より大きい系の数値計算が可能になってきた。また銀河形成、あるいは銀河集団の形成などが理論天文学の主要なテーマとなって来たので、 $N$  体問題の演ずる役割は、非常に重要になってきたといえるだろう。

## 2. 数値計算法

$N$  体問題とは、 $N$  個の質点からなる系の力学的発展を運動方程式を直接数値積分することによって考察しようとするアプローチである。 $N \geq 3$  は明らかだが、最高の  $N$  をどのようにとるかは、利用できる計算機や、計算の目的によって異なる。 $N$  体問題の一つの重要な課題は、効率的（経済的）で、精度の高い数値積分法を開発することにある。残念ながら、この点では私は経験を

十分に積んでいない。過去一年間、所属する教室の計算機を独占的に利用してきたためか、効率的な計算法の開発は後まわしになっている。それで文献を挙げておくので参考にして頂き度いと思う。ただ  $N$  体問題に関しては、なぜ効率的なプログラムが必要なのかを説明しておきたい。 $i$  番目の質点の運動方程式は

$$m_i \ddot{x}_i = \sum_{j \neq i}^N F_x(i, j)$$

である。ここで  $F(i, j)$  は  $j$  番目粒子が  $i$  番目粒子に及ぼす力の寄与を示す。 $N$  が大きくなると、この右辺の計算が膨大な量になってくる。

さて、運動方程式の積分に用いられる方法の一つにルンゲ・クッタ法がある。これは簡単で、計算法も単純で良いのだが、一ステップ進めるために、右辺の力を 3 または 4 回計算しなければならない。これが大きなネックである。

もう一つの問題はタイム・スケールの長い運動と、短い運動がともに存在することである。例えば、連星のようなものができてしまうと、その周期と、系のなかを自由に動きまわる質点とではタイム・スケールが異なる。このため、短いタイム・スケールに合わせて積分のステップ幅をとると、非常な無駄をすることになる。このため各質点毎に異った積分のステップ幅を用いなければならない。これが計算プログラムを複雑にする要因だが、むしろそうすることによって、非常に効率が上昇するというのが、経験者たちの、一致した意見である。

## 3. 初期の $N$ 体計算

$N$  体計算を銀河クラスターに適用した最初の研究は、1970 年のピープルス論文 (A. J., 75, 13, 1970) であって、主要な過程はこの論文でかなり明確にされたといっても良いだろう。彼は  $N=100, 200, 300$  の場合を計算し、 $N=100$  の場合を重点的に調べた。ただし、どのような積分法を彼が用いたかは、書かれていない。計算の精度を示す目安としてエネルギーを用い、1 パーセント前後の振動を許容している。

二つの銀河  $i, j$  の間の力は

$$F_x(i, j) = G m_i m_j \frac{x_j - x_i}{[r_{ij}^2 + \epsilon_{ij}^2]^{3/2}}$$

である。ただし  $m_i, m_j$  は  $i, j$  銀河の質量、 $\epsilon_{ij}^2$  は相互作用を柔らかくするパラメーターである。ピープルスは  $m_i = m_j = \text{一定値}$  というモデルを考えたので、 $\epsilon_{ij}$  も一定

\* 京大工 Shin Yabushita: N-body Problem of Clusters of Galaxies

値である。

彼はとくに、どのような銀河形成のシナリオを考えていたのでもなかった。それで、

クラスターはある最大半径まで、ハッブル膨張とともに膨張し、その後は自己重力によって、一つの平衡状態に近づく。銀河は最大膨張のときまでに、すでに形成している。

というシナリオに従って計算した。そして1. 最大膨張のときには、クラスター内の銀河はある程度は一樣に分布している。2. 銀河がほぼクラスター内に一樣に分布するのは、膨張のある時期までで、その後は相互作用によって、一樣性からのずれは発展するという、二つの場合を想定した。また最大膨張のときのクラスター半径を1にしたとき、 $\epsilon$ として、0.03, 0.015の場合を計算した。 $\epsilon$ は実質的には銀河の大きさに対応するから、その値をた。どうとるかは銀河の大きさをどう考えるかということに対応する。ビーブルスの $\epsilon$ の値は、現実のクラスター(3 Mpc)と銀河の大きさ(15 kpc)を考えると、少し大きすぎるという懸念がある。彼の計算の結果は、

1. クラスターは自己重力によって崩壊し、その段階ではげいしい緩和現象をおこし、平衡状態へと近づく。平衡状態ではヴィリアル定理が満たされるという条件で、それからのずれは定量的に示される。

2. この過程は $\epsilon$ の値にはあまり依存しない。

3. 最終的に得られるクラスターの形状は、まず中心にコア(密度の高いところ)があり、そのまわりにハローができる。

4. この銀河の分布はコマ・クラスターでの銀河分布に近い。

ということであった。

これらの結論のうち、1から3までは正しいと私は考える。すなわち、過去の計算の結果から、1から3までは正しいことは私自身も経験している。しかし4については大きな問題があると思う。このことについてはあとで触れよう。

#### 4. キング・モデルとホワイトの計算

コマ・クラスターでの銀河の分布を示すのに、ときどきキング・モデル (Ap. J. 174, L 123, 1972) が用いられる。それは

$$\rho(r) = \rho_0 [1 + (r/a)^2]^{-3/2}$$

で与えられる。 $r$ は動径、 $\rho$ は $r$ での密度、 $a$ はコア半径とよばれるパラメーターで、観測では6.4秒角である。キングはコマに属すると思われる約130個の銀河の観測からこれをみちびいた。このキング・モデルが、実は厄介な、手に負えない形をしているのである。まず、外側の半径が決まらない。したがって、全質量は無限大にな

る。クラスターの半径として、3度というのは、多くの人の一致したところだが、その半径はコア半径の30倍にもなる。別の言葉でいえば、一つのパラメーターが、それよりも30倍も大きい量を支配しているということになる。要するに、コアという部分に、かなりの個数の銀河が集中しているのである。そのくせ、外縁部では密度が急速に落ちない。何とも扱いにくい分布といえよう。

さて、ホワイト (M.N.R.A.S., 177, 717, 1976) は700個の銀河を扱った。彼のモデルでは

$$\epsilon_{ij}^2 = \epsilon^2 [m_i^2 + m_j^2]$$

である。ただし、 $\epsilon$ はあるパラメーターである。多くの銀河について銀河内での速度分散を調べると、それは銀河の質量とは関係なく、ほぼ一定である。このことと、ヴィリアル定理を考慮すると、銀河半径は質量に比例するということになる。上の式はこの事情を考慮して、採用された。またビーブルスと違って、質量はシェヒターの分布関数

$$N(m) = N_0 m^{-5/4} \exp(-m/m_*) \quad m_*: \text{標準質量}$$

に従っているとした。彼の計算では、クラスターは、最大半径の6分の1の状態から出発し、最大半径に達し、その後わずかの崩壊を行なって、平衡状態に達するというものであった。

このホワイトの計算で、いくつかのことが明きらかった。まず膨張、それにつづくわずかの崩壊の間に、いくつかのサブ・クラスターが生まれる。すなわち、いくつかのサブ・クラスターが膨張のプロセスで生まれ、最大膨張に達したときには、二つの大きなサブ・クラスターができていく。いずれもは、サブ・クラスターが集ったものだ。この二つのサブ・クラスターが融合して、ほぼ最終的な姿を銀河クラスターはとることになる。こうしてできた最終的な銀河の分布はコマの分布に似ている。私自身も追計算したが、小さなコアを得ることができた。

この計算がもとになって、ホワイト・リースの階層的クラスタリング理論という銀河形成のシナリオが生まれた。しかしそれは宇宙の超大ボイド(真空)の存在によって、否定されつつあるように思える。

#### 5. パンケーキとN体問題

さて、階層的クラスタリング理論と対立しているのが、ゼルドヴィッチのパンケーキ理論である。その理論の骨子は、まず $10^{15} M_\odot$ のガスの塊まりがハッブル膨張する背景から分離するというものだ。このガスは自己重力によって収縮し、パンケーキ状になる。この状態になって銀河は生まれるという。そうすると、この状態では銀河のもつ特異速度は小さい。期待されることは、パンケーキ全体が自己の重力で主軸の方向に収縮し始めると

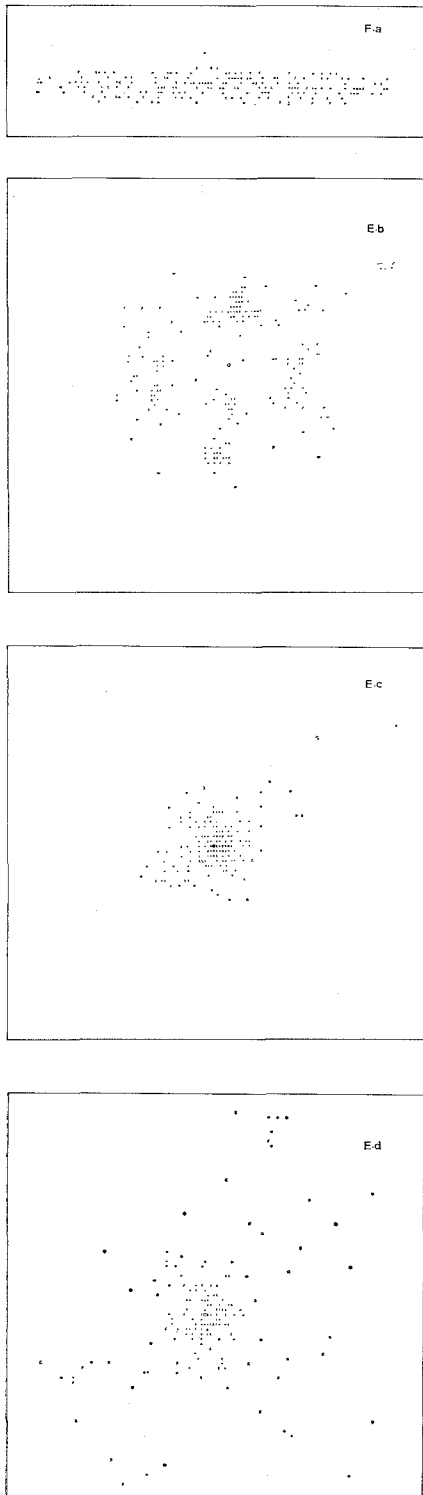


図 セルドヴィッチ・パンケーキの進化の  $N$  体シミュレーション  
 Fa 真横から見た初期の状態のパンケーキ  
 Eb→Ec→Ed 真上から見たパンケーキの進化

いうことである。球のシェル状に、銀河を分布させておいて、それをひししゃげたものを考えれば、任意の偏平さを持ったパンケーキをつくりだすことができる。私とアレンとは、いろいろと計算を試みた ( $N=204$ )。基本的には、ピープルの結果と同じだが、

1. 収縮・崩壊の過程で、いくつかのサブ・クラスターが生まれ、このサブ・クラスターが再びクラスターする。この点ではホワイトの計算と同じである。
2. 収縮はまず短軸の方向に進行し、その後主軸方向に進む。
3. はげしい緩和のあと得られる平衡状態での、偏平率は初期のパンケーキよりも小さい。  $a/b$  (短軸と長軸の比) = 0.5 位だと、最終状態は、ほぼ球状となる。というような、結論も得られた。ただし、密度の動径分布は、キング・モデルに近いというよりは、かなり大きいコアとハローとに分離される。

これら以外に、

4. 最大銀河と最少銀河の質量比 ( $\eta$ ) が大きいと、中心にコアはできにくい。
5. 初期の状態での特異速度による運動エネルギーが大きいと (重力エネルギーの 25 パーセント位)、平衡状態に到達しにくい。

というような結果も得られた。なお一部の研究者は葉巻状のガス塊ができると主張しているが、そのような初期クラスターの進化も追跡できる。

なお  $N=204$  は、少し小さいではないかという批判もあるだろう。もし私達の望遠鏡が、小さければ、2000 個近い銀河の代りに 200 個位しか観測されないだろう、とすれば、 $N$  の値そのものが小さければ、計算にとり入れる銀河質量の下限を大き目にとればよい。  $\eta$  = 最大銀河/最少銀河 = 10 にとれば、 $N=204$  が適当な値だということが、理論的に示される。この計算では  $N(m) \propto m^{-5/4}$  と仮定したが、 $\eta=10$  では、無視される質量は 15 パーセントであって、クラスター全体の力学に、そう大きな影響を与えるとは思えない。

## 6. 物理単位系への換算

さて、 $N$  体計算ではすべて、無次元量として計算されている。これを観測量と比較するには、物理系へと換算し直さなくてはならない。実はここに最大の問題点がある。

$N$  体計算から明らかなことは、クラスターの最終的な大きさは、最初の静止状態にあるクラスターに、ほぼ等しい。したがって、観測されるクラスターの大きさを、もとの状態と思えば、一つの物理量は得られたことになる。問題は質量である。コマ・クラスターをとって、ミッシング・マスは、可視質量の 10 倍とし、それをす

べて204体なり、700体の銀河の質量に帰着させると、非常に大きな銀河を得ることになってしまう。銀河質量として、小さいものをとれば、収縮・崩壊・膨張の過程がハッブル年令よりも、長くなり過ぎる。とくにこの点で深刻なのは、ホワイトのモデルだと思ふ。これでは、最終リアル状態に近づくに、他のモデルの2.5倍の時間がかかる。銀河質量を小さくとれば、とうていハッブル時間内にヴィリアル状態に到達しない。

このような状況なので、現実的に観測されるクラスターが、収縮・崩壊・膨張の過程にあるのか、それともヴィリアル状態にあるのかという解釈は研究者によって異なる可能性があると思ふ。

## 7. 銀河合併の効果

銀河と銀河は合併する。今から10年余り前、私は円盤銀河間の潮汐作用による銀河補獲を考えたが、アラジンはその後楕円銀河同志の衝突をも考えて、二つの銀河の相対運動の持つエネルギーが内部エネルギーに変えられて、銀河合併のおこり得ることを示唆した。その後 $N$ 体計算によって、そのような過程が実際に示されるようになった。このとき、いくらかの星ぼしは逃げて行く。

さて銀河合併の条件を、解析的に表示したいくつかの仕事はあるが、いずれも基本的には、銀河の内部運動の速度が、二つの銀河の相対速度に比較して、大きいか、否かということである。大きければ合併は起こる。この合併によって楕円銀河は生じたのではないかと、というのが、幾人かの主張である、オックスフォードのビニーは、楕円銀河の偏平さは回転によるものではないことを示してから、この可能性が、にわかに高まってきた。

アースセとファル (Ap. J., 236, 43, 1980) はこの効果をも考慮してホワイトの計算をくり返している。

私もこの計算を試してみた。すなわち、初期に $\eta=10$ としておいて、今後の効果を見たのである。その結果

1. 銀河合併は、クラスターの収縮・崩壊の過程にもおこる。
2. 銀河合併によって、大きな銀河が次第に生まれるが、その質量増大の仕方は、クラスターの最大半径と、銀河(典型的)の大きさの比に決定的に依存する。
3. 最大銀河はつねに、クラスターの中心近くに位置する。
4. クラスター半径と典型的銀河半径の比が320位であると、クラスター全質量の約25%の質量を持つ大銀河が、クラスターの中心にでき上がる。

合併のさい、できる銀河の運動量は、もとの銀河の運動量の和に等しいとしている。したがって、成長していく銀河が、クラスターの中心へと落ち込んで行くこと

は、容易に理解される、あまりにも、銀河の大きさが、クラスターに比して大きいと、全部の銀河が一個に融合してしまうという、非現実的な結果を得る。

## 8. 銀河合併と cD 銀河の形成

cD 銀河とは、クラスターの中心付近にあって、明かるい大きい外縁を持つものとされる。500 キロ・パーセックにも及ぶものがある。いくつかのクラスターでは、cD 銀河の外縁部(エンベロップ)の明かるさはクラスターの残りの部分よりも、明かるいという。この cD 銀河がどうしてできたのかは、大きな問題である。しかし、前の節で述べた。合併による成長を考えると、この cD 銀河形式の問題は解決されるのではないと思われる。すなわち、クラスター進化の過程で、たまたま合併によって大きくなったいくつかの銀河が合併して、cD 銀河になるというシナリオである。

私の行った  $N$  体計算で見る限り、最初は複数個の大銀河が現れるが、それらはいづれ合併して、一個の大銀河に生長し、同時にクラスターの中心へと沈んで行く。これが cD 銀河形式のメカニズムではなからうか。

## 9. ミッシング・マスとコマ・クラスター

よく知られているように、大きなクラスターでは、ミッシング・マスは可視質量の10倍位は大きい。これをどうするかは大きな未解決の問題である。一つの可能性は、それらは銀河形成の、もっとも初期の段階でできた星ということだろう。それらの星が、銀河の重力ポテンシャルをつくり、残っているガスが、銀河の中心部に沈んで、そこで星をつくって輝いている。とすれば、銀河・銀河相互作用の結果として、星ぼしをもぎとられたとも考えられる。これがミッシング・マスではなからうか。この観点から星のもぎり(stripping)が研究されてきた。この量を与える数式もみちびかれているが、これをどう  $N$  体計算にとり入れていくかは、まだ解決されていない。それをどうクラスターの中に分布させるか、その処方箋が無いのである。

もう一つの問題は、コマ・クラスターの非常に小さいともいえるコアである。私は周囲には、ミッシング・マスとなった星が沢山あり、それらに対して相対速度を持つ銀河が、動力学的抵抗を受けて中心部へと沈んで行ったのではないかと思っている。この考えの根拠としては、X線の観測からみちびかれるコア半径は、可視銀河の分布から得られるコア半径よりも大きいという事実(名大・藤本氏のコメント)がある。最大崩壊のときの、もぎとられた星ぼしや、場合によっては、散逸してしまった銀河の残りが、クラスター中心に残っていることは考えられ、これが、その近くの銀河への抵抗を与える

可能性もある。

このように、 $N$ 体問題が銀河クラスターの進化の過程解明の上で、果たすべき役割は大きいと思う。ただし純粹に散逸のない系のシミュレーションは、あまり意味がないようにも思える。Stripping や合併を考慮しながらミッシング・マスを含めるような計算に持って行かねばならない。

最初にも書いたように、私はこの分野での計算を始め

たばかりであって、十分に経験を得てもいないし、自身自身の銀河形成クラスター形成のシナリオを持ち合わせていない。それで、今後の課題とはといえば、 $N$ 体問題を手がかりとしながら、自分自身の考えをまとめて行くことだと考えている。その目的が達せられた時には、あらためて書かせて頂き度く思う。

- 1) S. J. Aarseth, *Astrophys. Space Sci.* **14**, 20, 1971  
A. Ahmad, and L. Cohen, *J. Comp. Phys.* **12**, 389, 1973

## 学会だより

### 秋季年会の開催と講演の申込みについて

今秋の年会は広島県竹原市内の市民館で、10月17日(水)~19日(金)の3日間開催の予定です。秋季年会のプログラムは9月20日発行の天文月報10月号に掲載されますので、御留意下さい。

講演申込みは「〒181 東京都三鷹市大沢 2-21-1 東京天文台内日本天文学会年会係」あてに封筒の表に「講演申込書在中」と朱筆の上 8月20日(月)までに必着するように規定の申込用紙を用いてお送り下さい。

申込み用紙は、支部理事にまとめて送ってありますので希望者は返信料 60 円切手を同封し、封筒の表に「申込用紙請求」と朱書の上、下記の理事へお申出下さい。

- 北海道: 兼古 昇 〒060 札幌市北十条西八丁目  
北海道大学物理学教室
- 水 沢: 大江昌嗣 〒023 水沢市星が丘町 2-12  
緯度観測所
- 仙 台: 土佐 誠 〒980 仙台市荒巻字青葉  
東北大学理学部天文学教室
- 東 京: 石田蕙一 〒181 三鷹市大沢 2-21-1  
東京天文台
- 名古屋: 小川英夫 〒464 名古屋市千種区不老町  
名古屋大学理学部物理学教室
- 京 都: 上杉 明 〒606 京都市左京区北白川追分町  
京都大学理学部宇宙物理学教室
- 中国・四国: 富田憲二 〒725 広島県竹原市市場 1294  
広島大学理論物理学研究所
- 九 州: 上西啓祐 〒860 熊本市黒髪 2-39-1  
熊本大学理学部物理学教室

◇講演申込者で、年会出席旅費の補助を希望される方は、

支部理事を通じて、8月20日(月)までに必着するよう「東京天文台内 日本天文学会理事長」あてに申し込んで下さい。但し申込みのできる人は、7月末日までに59年度会費納入済みの人で、原則として、連名の場合でもスピーカーであり、正式の給与を受けていない人(大学院生など)に限ります。

◇講演申込み・発表に際しては、特に次の事項を厳守して下さい。

1. 講演内容は完成度の高い研究とする。
2. 講演は1人1回に限る。
3. スピーカーを発表者の筆頭に書くこと。
4. ビラは使用禁止、スライドまたはオーバーヘッドプロジェクターの使用に限る。

◇旅館については別掲のリストを参照の上、各自で直接申込んで下さい。

