球状星団進化における連星系の効果

立川崇之 (日本原子力研究開発機構)

利用カテゴリ　GRAPE-B

1　イントロダクション

近年、Hubble Space Telescope(HST) などを用いた深い観測により，系外銀河に付随する膨大な数の球状星団が観測可能となり，その性質が統計的に議論できるようになりつつある（Waters et al. 2006 など）．また，スペースからの X 線による深い観測により，球状星団中には多数のコンパクト星連星が存在することが明らかになっているが（Grindlay et al. 2001a; 2001b），銀河系の球状星団中では X 線連星の数が過剰であることがわかっており（Fregeau 2008），その起源の解明は興味ある問題である．X 線連星の起源となるようなタイトで質量比の大きな連星がいかにして誕生し，どのように進化してきたのかは未解決の問題となっており，理論・観測の両面から盛んに研究が進められている（Ivanova et al. 2008）．

コンパクト天体を含むような連星系が誕生するには，重力収縮の仕方により様々な経路が考えられるが（Ivanova et al. 2008），大まかには以下の 2 通りのパスが存在する：(1) 初期に大質量星を含む連星が誕生し，連星系を保ったまま重い星が NS に進化する場合，(2) 大質量星が NS に進化した後に，星団内で他の星を捕獲して連星系を作る場合，である（Bagchi and Ray 2009）．星団内での X 線連星系の過剰を説明するためには，いずれのメカニズムがドミナントであるかを知る必要がある．連星系の軌道パラメタがわかれば，この問題には解答が得られるかも知れない．しかし，星団のように星密度が高い場所で，しかもさほど太陽系から近くもない場所で，軌道離心率などの連星パラメタを全ての X 線連星系について決定することは容易ではない．また，銀河系外の球状星団でのコンパクト連星系まで統一的に扱うためには，実際に星団モデルを構成し，N 体計算により一般的なコンパクト連星進化のパスを探るのが簡便かつ効率的な方法である．

星団中のコンパクト天体に関するもう一つの大きなトピックは，中間質量ブラックホール (IMBH) の形成過程である．近年の観測により，いくつかの球状星団内には星質量天体のエディントン限界を超えるような X 線輝度を示す，大輝度 X 線天体（ULX）が見つかっている．このような天体は質量が数百〜数千太陽質量の IMBH である可能性が示唆されており，星質量 BH と銀河中心の大質量 BH との間をつなぐ天体として注目を集めている．同時に，どのようにして IMBH が形成されるのかという点が，理論・観測双方での新しい疑問として精力的に調べられている．N 体計算を用いた IMBH 形成に関する研究は，Portegies Zwart et al. (2004) や Baumgardt et al. (2006) などによって試みられており，星団の初期の中心集中度が重要なパラメタとなっていると示唆されている．しかし，星団の中心集中度のような大域的パラメタは，系の熱源として働く連星の効果によって影響をうけるであろう．もし星団中に多数の連星が存在していたならば，系が「加熱」される影響がどれほど効くのかを考慮しなくてはならない．

連星系を含む星団モデルのシミュレーションとしては，先行研究として，Heggie, Trenti, Hut (2006) が挙げられる．彼らは計算の初期条件としてさまざまな割合で連星系を置き，

粒子数および連星の存在比をパラメーターとして与えてシミュレーションを実施した．具体的には粒子数 $N = 256, 512, \cdots, 8192, 16384$，また連星の存在比 0, 2, 5, 10, 20, 50, 100% とパラメーターを動かしている．この研究で例えば粒子数 $N = 16384$，連星の存在比 10% の場合には，系の進化により連星が急激に減って行く事が示されている．一方で，$N = 4096$，連星の存在比 100% の場合には，連星が徐々に減っていく．しかし，彼らの計算では全ての連星は等質量であり，観測されているようなコンパクト連星系を表してはいない．また，Hurley, Aarseth, & Shara (2007) の計算では Salpeter の IMF を使用した $N = 10^5$ 体のシミュレーションを，core-collapse phase まで行っている．この結果，系の進化によって連星数はあまり変化せず，またコアは進化により徐々に小さくなって行くという事が分かっている．また，彼らの計算では連星系が質量比を持っているものの，残念ならがコンパクト天体の親星となるような大質量星を含む連星系の運命については注目されていない．

そこで本研究では，質量比の大きな連星を含む星団の進化と，コンパクト連星系の形成進化過程を追うために，独立時間刻みを用いた N 体シミュレーションを実行する．ここではとくに，質量比の大きな連星が星団中でどのような力学的進化過程を辿るかを調べるため，大質量粒子と軽い粒子との連星系の進化に着目して数値計算を行う．先行研究との違いを際立たせるため，最大で 1:100 という大きな質量比を持つ連星系を作り，その進化が等質量連星系とどのように異なるかに着目する．計算には Aarseth により開発された N 体シミュレーションコードを活用し，星団進化における連星系の効果を考察する．同時に星団内の連星の数や質量比，その起源などを可能な限り追跡する．大質量星・大質量比を持つ連星と，通常の連星で，系の進化に違いがあるかを調べる．1:100 という質量比は非常に大きなものであるが，実際の星団中で多く発見される X 線連星では，軽い星からの角運動量降着を受けたと考えられるミリ秒パルサーであることを考えれば，星団中で 1:10 を超えるような質量比の連星は珍しいものではないと思われる（Grindlay et al. 2001a）．

2　星団モデルと N 体計算

N 体計算には Aarseth により開発された NBODY4 および NBODY6 コードを用いる (Aarseth 2003)．これらのコードは独立時間刻みによる時間発展を行い，ソフトニングを導入する代わりに Kustaanheimo-Stiefel (KS) regularization と呼ばれる正則化の手法を用いている．このことにより，結果のソフトニングパラメーター依存性を除外することできる．この NBODY4 コードは GRAPE-6 を用いる事により高速化することができる．

一般に連星の公転周期は系全体の自由落下時間に比べて遥かに短いため，その公転運動まで全て計算に取り入れることは計算資源を浪費する．そこで，連星を遠い粒子から見た場合には，一個の単独の天体として扱う．そして，他の星があらかじめ設定したある距離より近くに接近した時にのみ，3 体問題として取扱い，散乱を考慮するようにしている．連星自身の運動はケプラー運動に外力を摂動として加えて考える．近接する 2 つの粒子が連星系をなしているかは，次のようなチェックを行う．まず，近傍の 2 つの星を取ったとき，その二体の相対ポテンシャルエネルギーと運動エネルギーの和

$$U_{2body} = K_1 + K_2 + V_{2body}\,, \tag{1}$$

を計算する．この総エネルギー U_{2body} が負になっていれば，2 つの粒子は連星系をなしていると判断する．星団の密な部分で三体接近が起き，上記条件が満たされれば新たな星団が形成されたり，連星の組み換えが起こることもある．

開放系の重力多体系では，高い運動エネルギーを持つ星の無限遠への脱出（蒸発）が起きる．この脱出の判定条件については，想定している系を球状星団とし，球状星団は銀河面の近くをほぼ円運動しているものとして考えている．i 番の星の位置 $\mathbf{r}_i$ と，全粒子の質量中心（重心） $\mathbf{r}_d$ との距離が

$$|\mathbf{r}_i - \mathbf{r}_d| > 2r_t \,, \tag{2}$$

となった時，i 番の粒子は系から脱出したと判断する．ここで現れた r_t は「潮汐半径」と呼ばれる距離で，回転銀河中の星団に対する潮汐力のモデルから与えられる (Aarseth 2003, p.127 参照)．系全体は前述のように銀河面付近をほぼ円運動しており，星間ガスによる不規則な外力と，ほぼ一定の外部ポテンシャルの影響を受けるものとしている．このモデルでは z 軸を銀河の回転軸としており，

$$\ddot{x}_i = F_x + 4A(A-B)x_i + 2\Omega_z \dot{y}_i \,, \tag{3}$$

$$\ddot{y}_i = F_y - 2\Omega_z \dot{x}_i \,, \tag{4}$$

$$\ddot{z}_i = F_z + \frac{\partial K_z}{\partial x} z_i \,, \tag{5}$$

という形で運動方程式が与えられる (Aarseth 1967, Hayli 1967)．Ω_z は銀河の角速度を表す．K_z は銀河面に垂直な局所力を表す．この運動方程式の A, B は『Oort の定数』と呼ばれる．この A, B を用いて潮汐半径を定義する．

$$r_t \equiv \left(\frac{\tilde{M}}{T_1}\right)^{1/3} \,, \tag{6}$$

$$T_1 = \tilde{T}_1 \frac{R_v^2}{NM_S} \,, \tag{7}$$

$$\tilde{T}_1 \equiv 4\tilde{A}\left(\tilde{A} - \tilde{B}\right)\frac{L^*}{GM_\odot} \,. \tag{8}$$

$\tilde{A}, \tilde{B}$ は A, B を cm s^{-1}pc^{-1} の単位系に規格化した値であり，典型的には $\tilde{T}_1 \simeq 0.3537$ が用いられる．R_v はビリアル半径

$$R_v \equiv \frac{GN^2 m}{2|E|} \,, \tag{9}$$

である．N は粒子数，m は粒子の平均密度である．脱出した星はシミュレーションから除外される．本シミュレーションでは以上のようにして「潮汐半径」を定義し，星の脱出の判定を行った．

初期の粒子分布には Plummer モデルを採用し，粒子の質量分布は Salpeter 分布に従うとした．系は初期にビリアル平衡にあるとする．ここでは連星系がどれくらいの比率を占めるかを初期モデルのパラメタの一つとしている．いま，初期に存在している連星系の数を N_B 個とする．このとき $N_B/10,000$ の値を様々に変えて計算を行う．計算に用いる粒子の数は，$10,000 + N_B$ 個である．我々は連星を含む多体系の進化の上で，とくに連星の質

表 1: Nbody4, Nbody6 の実行時に設定したパラメタ

パラメタ	値
粒子数 N	10000+ 連星対の数
初期連星比	$5, 10, 20, 50$ %
質量関数のベキ	-2.3
正則化半径	10^{-3}
エネルギー誤差	0.1 % 以下
連星の質量比	$1:1, 1:10, 1:100$

量比に関心を持って計算を進めている．連星の質量比の効果を見るため，本研究では連星はある指定された質量比を持っているとして，この質量比をパラメタに初期連星系を作っている．この仮定は実際の星団には当てはまらないが，質量比が一定である計算結果と較べることにより，連星系の質量比が，系全体の過熱や個々の連星の進化にどれほどの影響を与えるのかを調べることができる．

シミュレーションでは重力定数 $G = 1$，全質量 $M = 1$，全エネルギー $E = -0.25$ という単位系を取る．計算は free fall time の約 1000 倍（Aarseth の code で $T = 2500$）まで実行した．これは実時間では 2.5Gyr に相当し，球状星団初期の進化をある程度カバーしていると考えられる．なお，ここでの計算では星の進化は考慮に入れていない．この仮定の下では，計算に入っている大質量星は，星団形成のごく初期の段階で爆発し，すでに BH になったものであると見なされる．このような BH 形成にともなう爆発により，球状星団のガスは既に全て吹き飛ばされている．本研究におけるシミュレーションは，ガスが全て抜け，大質量星が BH となった段階で，星を主成分とする球状星団の進化がスタートしたと考えることになる．

シミュレーションに際しての設定は，表 1 に示した通りである．

3 結果と議論

ここでは計算結果の中から，特に時間進化を追った際の連星存在比の変化に着目し，その時間進化の結果を示す．ここでの連星存在比は，脱出せずに残った星全体に対する，残った連星の存在比である．特に顕著な連星質量比をとった例として質量比が 1:100 の場合と 1:1 の場合を併せて図 1 で示す．

図で示した星団では連星の質量比が全て 1:100 ないしは 1:1 のもので，初期に 10,000 の星の内の 2,000 個の星が連星に属している（1,000 個の連星系が存在する）としたものである．実際の星団では星の進化や，連星系内での質量交換が起こるため，このような固定された質量比が実現されることはない．しかし，このような極端な質量比での計算を行うことで，先行研究では見られなかった，大きな質量比の連星の進化のヒントを得ることができるだろう．ここでの計算を見ると，質量比が 1:1 の場合には，連星の数は徐々に，ほぼ一定のペースで減少していく．それに対し，質量比が 1:100 の場合には，$t \approx 2,0000$ あたりで傾きが大きく変化し，急激に連星数が減少している傾向が見られる．図には示していないが，この傾向は質量比 1:10 程度では顕著には現れず，特に大きな質量比を持つ系に

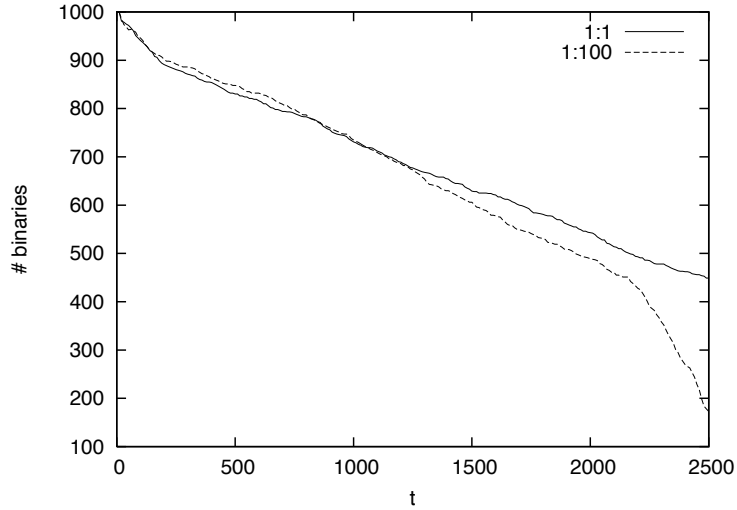

図 1: 初期に 10,000 の星の内の 1,000 個の連星系が存在している時の，連星系の数の時間変化．質量比は 1:1，1:100 に固定した分布を与えている．実線が質量比 1:1 を示し，点線が 1:100 の場合を示す．1:100 の場合には $t = 2000$ 付近に折れ曲がりが見られる．

特有の現象であるようである．

連星数の割合が減少していく原因を調べてみると，連星の合体による数の減少は少なく，連星の系からの蒸発過程が卓越していることがわかる．しかし，どうして連星の質量比が大きくなると，ある時刻で急激に連星数の減少が起こるのか．また，この連星数の変化がどのようなタイミングで始まるのか．そこでどのような物理過程に基いて起きているのか，などについては，残念ながら現在のところまだわかっていない．球状星団の観測から，球状星団内にある BH などを含むコンパクト連星の数は，星団中の encounter rate

$$\Gamma \propto \rho_0^{3/2} r_c^2 \tag{10}$$

と強い相関があることがわかっている（Pooley et al. 2003）．Γ が $t \sim 2,000$ でドラスティックに変化している可能性もある．式 (10) より明らかなように，encounter rate の急激な変化は星団中心密度 ρ_0 やコア半径 r_c の変化によって引き起こされる．計算モデルの中でこれらの物理量がどのように変化しているのか，また急激な変化があるならば何がそのトリガとなるのかを今後明らかにしていかなくてはならない．コア半径 r_c はシステムの速度分散の関数であるので，コア半径の進化は連星による系の加熱と強い関係がある．星団全体の質量分布として Salpeter 分布を考えているので，質量比の大きな連星は，それだけ大きな質量を持ちやすい．大質量連星はそれだけ系全体の進化にも影響を及ぼしやすいと考えるのは自然であろう．大きな連星の質量比を考えることにより，系の熱的進化に大きな違いが起きているのかも知れない．また，連星比が小さな場合や，質量比 1:10 の計算では 1:100 の場合に見られた連星数の折れ曲がりは見られなかった．しかし，本当に折れ曲がりが起こらないのか，それとも，より長時間のシミュレーションを行えばどこかで折れ曲がりが起こるのかはわからない．より長い時間の星団進化を調べる必要もあるだろう．

4　まとめ

星団の進化，とくに星団に多量に含まれるコンパクト星やコンパクト連星の進化は興味深い研究課題である．星団中のコンパクト連星の形成と進化に関するヒントを掴むべく，本研究では球状星団の N 体シミュレーションを行った．連星を含む星団のシミュレーションは過去にも多くなされているが，本研究ではとくに連星の質量比に着目した．星団内に質量比が大きな星団が多数存在するとき，その星団内の連星数の進化を Arseth(2003) による数値コードで計算した．結果，質量比が 1:100 で一定と仮定した際，進化の途中で多くの連星が急激に蒸発し，連星数の減少率が大きく変化するイベントが起こった．このイベントの原因はまだ明らかでないが，連星の質量比が系の加熱に影響を及ぼしていることが予想される．今後は，より多くのモデルでの計算を行うとともに，細かいパラメタの変化まで注意を払い，連星進化と系全体の進化の関係性を明らかにしていく必要がある．

HST および最新の電波および X 線観測の結果から，球状星団には 200 を超える中性子星が存在していることが示唆されている（Grindlay 2001a）．観測にかかっていないブラックホールなども入れれば，星団中には多くのコンパクト天体が存在していることとなる．これらのコンパクト天体は $10M_{\odot}$ を超えるような大質量星の進化の結果であり，星団初期には多くの大質量星が存在したことの証拠といえる．星団初期にこれらの大質量星がどれほどの連星系をなし，系の力学進化にどれほどの影響を与えた結果，現在の星団の姿があるのかは非常に興味深い問題である．

参考文献

[1] C. Z. Waters, S. E. Zepf, T. R. Lauer, E. A. Baltz, J. Silk, Astrophys. J. **650**, 885 (2006).

[2] J. E. Grindlay, C. Heinke, P. D. Edmonds, S. S. Murray, Science **292**, 2290 (2001).

[3] J. E. Grindlay, C. O. Heinke, P. D. Edmonds, S. S. Murray, A. M. Cool, Astrophys. J. **563**, L53 (2001).

[4] J. M. Fregeau, Astrophys. J. **673**, L25 (2008).

[5] N. Ivanova, C. O. Heinke, F. A. Rasio, K. Belczynski, J. M. Fregeau, Mon. Not. R. Astron. Soc. **386**, 553 (2008).

[6] S. F. Portegies Zwart, H. Baumgardt, P. Hut, J. Makino, S. L. W. McMillan, Nature **428**, 724 (2004).

[7] H. Baumgardt, C. Hopman, S. F. Portegies Zwart, J. Makino, Mon. Not. R. Astron. Soc. **372**, 467 (2006).

[8] M. Bagchi, A. Ray, Astrophys. J. **701**, 1161 (2009).

[9] D. C. Heggie, M. Trenti, P. Hut, Mon. Not. R. Astron. Soc. **368**, 667 (2006).

[10] J. R. Hurley, S. J. Aarseth, M. M. Shara, Astrophys. J. **665**, 707 (2007).

[11] S. J. Aarseth, *Gravitational N-Body Simulations*, (Cambridge University Press, Cambridge 2003).

[12] S. J. Aarseth, Bull. Astron. **2**, 47 (1967).

[13] A. Hayli, Bull. Astron. **2**, 67 (1967).

[14] D. Pooley et al., Astrophys. J. **591**, L131 (2003).