

大質量星団形成シミュレーション

藤井 通子

東京大学大学院理学系研究科

1. 背景・目的

星は分子雲と呼ばれる低温の星間ガスから生まれる。星の多くは星団(数千から数百万個の星の集まり; 図1)として集団で生まれるため、分子雲からの星団形成過程を明らかにすることは、星形成過程の解明に繋がる重要な研究テーマである。特に、大質量星団は、星の進化を経て、ブラックホール連星を形成し、これらが合体することで重力波を出すため、現在、非常に注目されている。これまでの星団の形成・進化のシミュレーションは、高分解能かつ、様々な物理現象(星間磁場や大質量星による輻射や質量損失によるフィードバックなど)をより精密に扱う方向に進んでいた。しかし、このような超高分解能シミュレーションでは、 10^3 太陽質量程度の比較的小さな星団しか扱うことができない。その一方、 10^4 太陽質量を超えるような大質量星団がブラックホール連星形成においては重要であり、さらに、そのような大質量星団の形成過程は、未だ謎が多い。本研究課題では、新規開発の流体+重力多体計算(N体計算)コードを用い、これまでより大質量の星団形成シミュレーションを星同士の近接遭遇を分解して行い、大質量星団の形成・進化過程を明らかにすることを目的とする。



図1：オリオン大星雲(Orion Nebula)とその中心部分にある Orion Nebula Cluster (ONC)。

ONCは形成したばかりの星団であり、その中の大質量星からのフィードバックによって、オリオン大星雲の明るい部分が形成したと考えられている。NASA, ESA, M. Robberto (Space Telescope Science Institute/ESA) and the Hubble Space Telescope Orion Treasury Project Team

2. 手法：「ASURA+BRIDGE」を用いた N 体/流体シミュレーション

星団形成シミュレーションにおいて、分子雲のシミュレーションは流体計算、星の運動については N 体計算を用いて行われる。流体計算には、粒子を用いて流体を表現する Smoothed Particle Hydrodynamics (SPH) 法と、メッシュを用いる方法があるが、本研究では SPH 法を用いる。分子雲からの星団形成シミュレーションでは、まず、分子雲のシミュレーションから始め、密度が高くなった場所に、sink 粒子と呼ばれる粒子を置き、その粒子が条件を満たした周りのガス粒子を吸い込むよう設定し、星形成を扱うことが多い。しかし、計算結果が、ガス粒子を吸い込む半径 (sink 半径) やガス粒子の質量分解能に依存してしまうため、星一つ一つの形成を再現し、形成した星が観測されているような質量関数を再現するようシミュレーションを行うためには、非常に高分解能の計算を行う必要がある。そのため、大質量星団形成を扱うことは難しい。

一方、近年では、複数の星をまとめた数十太陽質量の星をまとめたものを 1 粒子として置き、大質量星団形成シミュレーションを行う例が増えている。複数の星をまとめて 1 粒子で表現する手法は、系全体が星団よりも数桁大きな規模となる銀河のシミュレーションではよく用いられている。この手法は simple stellar population (SSP) 近似と呼ばれている。SSP 近似では、1 星粒子がある質量関数に従った複数の星を含むと仮定し、フィードバックは、その中に含まれる複数の星からの合計を周りのガスに与える。1 星粒子が 1 つの星団を表すような手法である。計算量を減らすことができる代わりに、質量の異なる星一つ一つの運動や、質量によって異なる強さのフィードバックをそれぞれの場所で与える、といった効果を見逃すこととなる。

星団では、星同士の近接遭遇による星の軌道の変化が頻繁に起こり、連星の形成や、連星と周囲の星の 3 体相互作用による高速度星の形成が起こることが知られている。このような星団の力学的進化は、星団の形成中に始まり、最終的に形成する星団の密度やサイズ等に影響を与えると考えられる。上記のような星団内での強い重力散乱を扱うためには、星の軌道を高次の積分法を用いて計算する必要があるが、これまでの星団形成シミュレーションではそのような扱いはほとんどされていない。

本研究の目標は、星一つ一つを分解し、星一つ一つの軌道を高精度で積分し、星団形成時の力学進化を正しく取り入れた大質量星団形成シミュレーションを行うことである。本研究では、

1. 大質量星団を扱うために、計算コストの高い sink 粒子は用いず、銀河形成シミュレーションで使われる確率的な星形成の手法を用いて星形成を扱う
2. SSP 近似は用いず、星一つ一つをその質量の粒子をして再現する
3. 星の運動は高精度で数値積分することで、星団の力学進化を正しく扱う
4. 大質量星からのフィードバックは輻射輸送を解くのではなく、密度が一樣であった時に電離される半径を解析的に求め、その領域のガスの温度を 10⁴K に上げるという簡易的な方法を用いるコードの開発を行った。流体計算、星形成、大質量星からのフィードバックは、主に銀河形成シミュレーション用に開発された SPH/N 体計算コード「ASURA」(Saitoh 2009, 2017) [1][2]を用いて行った。星の軌道の計算は、「BRIDGE」(Fujii et al. 2007) [3]、「PeTar」(Wang et al. 2020) [4]を用いて行った。

3. 初期条件

初期条件には、星団形成シミュレーションでよく用いられる乱流を与えた一様密度の球を用いる。メッシュ法を用いた輻射流体計算で行った結果と比較するため、Kim et al. (2018) [5]、Fukushima et al. (2020) [6]と同様の分子雲のサイズ(20 pc)と質量(10^5 太陽質量)でテスト計算を行った。重力ソフトニングは 0.075 pc とし、ガス粒子の質量を 0.1 太陽質量とした。Kim et al. (2018)と Fukushima et al. (2020)の違いは、使用したコードの他、分子雲の初期のビリアル比(ガス全体の運動エネルギーとポテンシャルエネルギーの比)であり、それぞれ、1 と 0.25 である。ビリアル比が 0.5 より小さい場合、その系は力学的に冷たく、中心に向かってガスが落ち込んでいくこととなる。

4. 結果

図 2、図 3 はそれぞれ、Kim モデルと Fukushima モデルについて、今回のシミュレーションで得られたガスと星の分布である。ビリアル比が大きい Kim モデルでは、複数の星団が形成したのに対し、ビリアル比が小さい Fukushima モデルでは、中心にガスが落ち込み、一つの大質量星団が形成した。

これまでのシミュレーションとの比較のため、星と星との間に働く重力を近傍である一定以上に大きくならないようにする手法(ソフトニング)を用い、星の近接遭遇による散乱が起らないようにした計算も行った。ソフトニングあり・なしの場合について、形成した星の総質量の時間進化を図 4 に示す。この図からわかるように、同じガスの質量分解能の計算で比較した場合、分子雲の初期条件において、ビリアル比が 0.5 より大きかった場合、ソフトニングがある場合の方が形成した星の総質量がやや大きかった。一方、初期条件のビリアル比が 0.5 より小さい場合、ソフトニングがない場合の方が、形成した星の総質量は大きかった。この結果は、星団中心で起こる星同士の近接遭遇によって、星団の外側へと弾き出される星の有無によって説明できる。

ビリアル比が 0.5 より小さい場合、ガスの密度がガス雲の中心で非常に高くなり、そこで星形成が起こる。ガスの密度が高いため、大質量星が複数形成しても、すぐには星団中心のガスを電離することができず、星形成が続き、十分な数の大質量星が形成して初めて星団中心のガスも電離され、星形成が終わる。ソフトニングがある計算の場合、星団中心で形成した大質量星は星団中心にとどまり続ける一方で、ソフトニングがない場合、星同士の近接遭遇により、一部の大質量星が星団の外縁部は、または星団外へと弾き出される。星団の外縁部は星団中心と比べて数桁ガスの密度が低いため、ソフトニングがある場合は、星団の外縁部が中心から弾き出された大質量星によってまず電離される(図 3)。その結果、低温ガスの一部が圧縮され、高密度の低温ガスとなり、そこで星形成が起こる。

一方、ビリアル比が 0.5 より大きい場合、複数の小さな星団が同時に形成し始める(図 2)。小さな星団は、その中で大質量星が形成するとすぐにガスが電離され、星形成が止まる。さらに、星団から弾き出された星が、星団周囲のガスを電離し、星団に落ち込む冷たいガスもなくなるため、ソフトニングがある場合の方が、形成する星の総質量は小さくなることがわかった(図 4 左)。

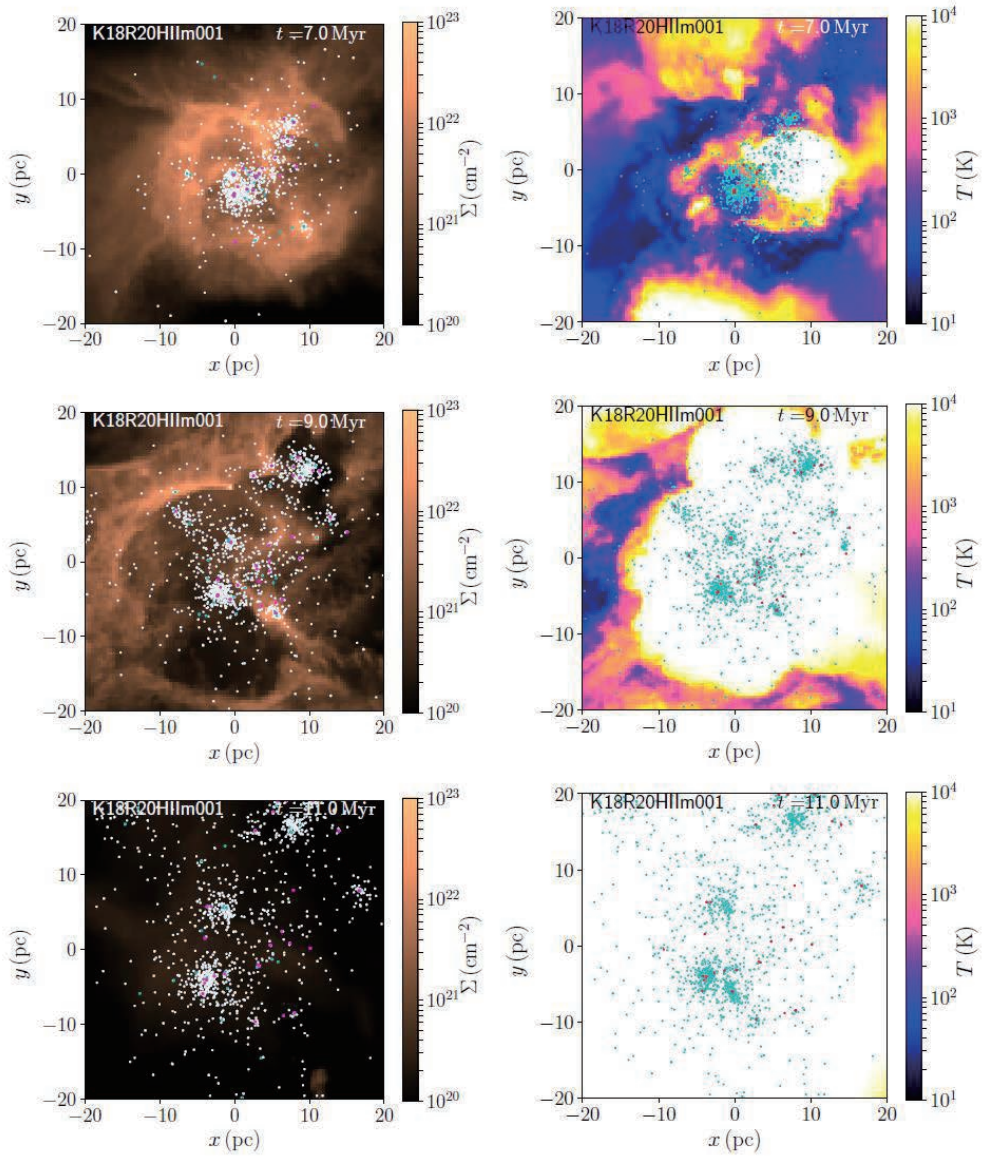


図2 : Kim モデル (ビリアル比=1) の時間進化。左 : ガスの面密度分布と星の分布 (白、マゼンタ、シアン)。大質量星はマゼンタ、シアンでプロット。右 : ガスの温度と星の分布 (シアン、赤)。大質量星は赤でプロット。図は、Fujii et al. (2021)[7] より。

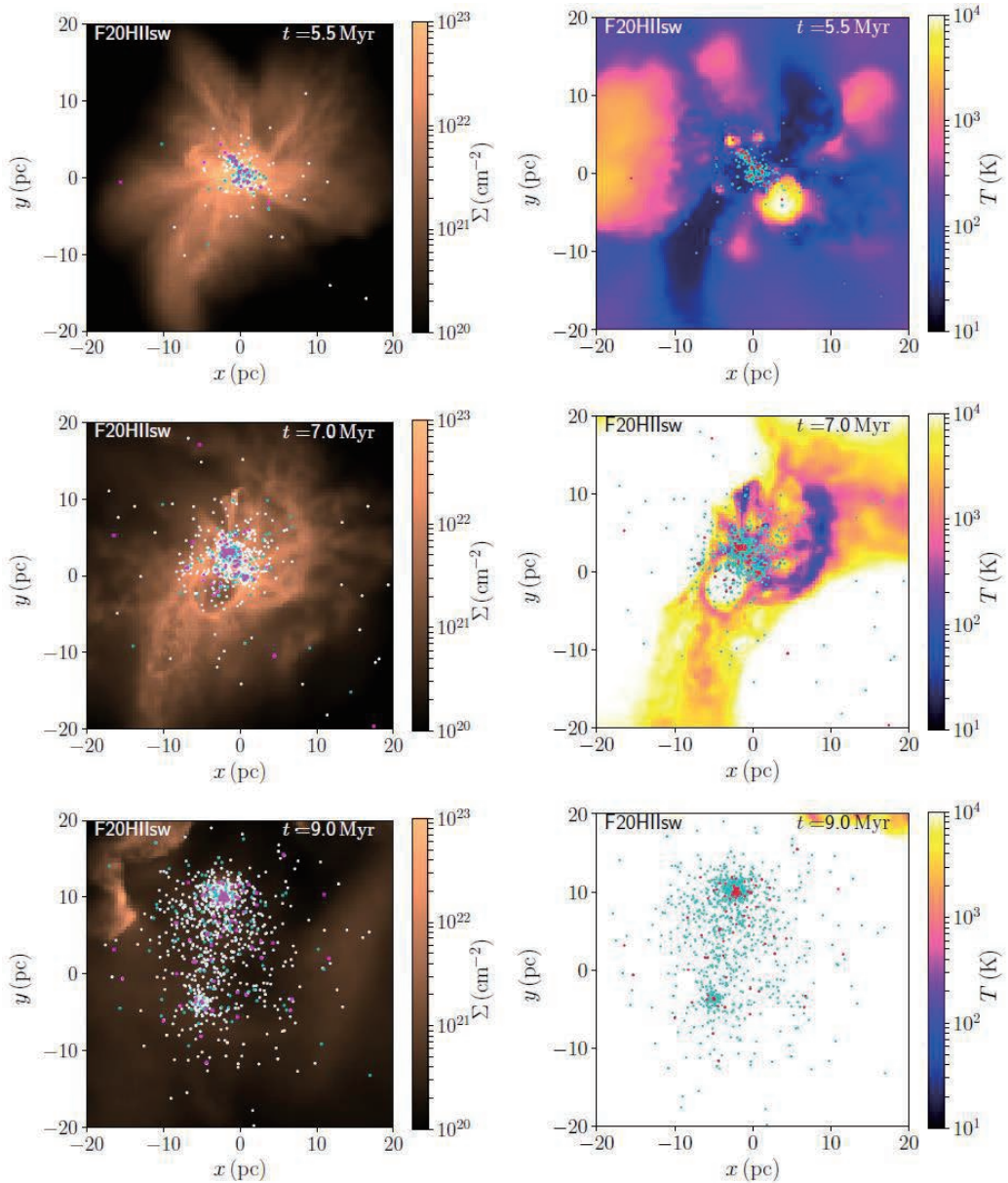


図3 : Fukushima モデル (ピリアル比=0.25) の時間進化。左 : ガスの面密度分布と星の分布 (白、マゼンタ、シアン)。大質量星はマゼンタ、シアンでプロット。右 : ガスの温度と星の分布 (シアン、赤)。大質量星は赤でプロット。図は、Fujii et al. (2021) [7] より。

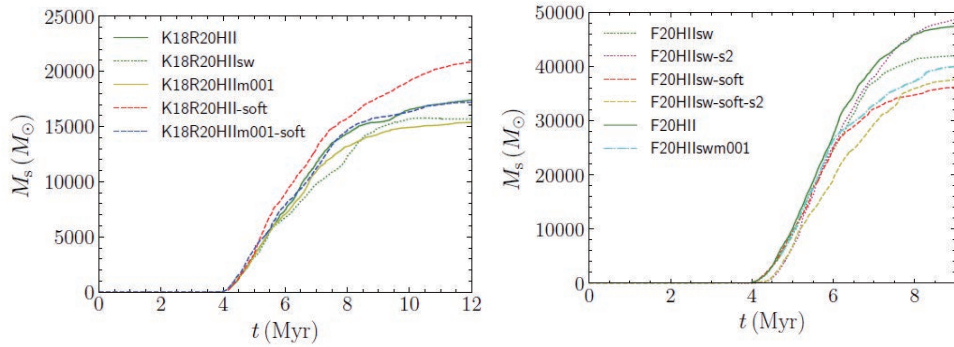


図4：形成した星の総質量（左：Kimモデル、右：Fukushimaモデル）。図はFujii et al. (2021) [7]より。softはソフトニングありの計算、s2は初期乱流のランダムシードが異なるモデル。

5. まとめ

本研究では、新規開発コード「ASURA+BRIDGE」を用いて、大質量星団形成シミュレーションを行った。先行研究にならい、乱流を持つ分子雲のシミュレーションを行った結果、先行研究と同様の結果が得られた。また、本研究に用いたコードでは、星同士の近接遭遇を正しく計算することができるため、星の3体遭遇によって一部の大質量星が高速で星団を脱出し、周囲のガスを電離する様子が見られた。この脱出する大質量星によるフィードバック（周囲のガスの電離や星風）の影響は、系のビリアル比によって異なり、ビリアル比が大きい場合には、星団の星形成を抑制し、ビリアル比が小さい場合には逆に星形成を推し進める働きをすることがわかった。これらの結果は査読付き論文として出版予定（Fujii et al. 2021, 印刷中）[7]である。

謝辞

本研究のシミュレーションはOakbridge-CXの他、国立天文台 天文シミュレーションプロジェクトのATERUI2を利用して行われました。

参考文献

- [1] Saitoh T. R., Daisaka H., Kokubo E., Makino J., Okamoto T., Tomisaka K., Wada K., Yoshida N., PASJ, 61, 481, 2009
- [2] Saitoh T. R., AJ, 153, 85, 2017
- [3] Fujii M., Iwasawa M., Funato Y., Makino J., PASJ, 59, 1095, 2007
- [4] Wang L., Iwasawa M., Nitadori K., Makino J., MNRAS, 497, 1, 2020
- [5] Kim J-G., Kim W-T., Ostriker E. C., ApJ, 859, 1, 2018
- [6] Fukushima H., Yajima H., Sugimura K., Hosokawa T., Omukai K., Matsumoto T., MNRAS, 497, 3, 2020
- [7] Fujii M. S., Saitoh T. R., Hirai Y., Wang L., PASJ, 2021