

## 低金属量ガス雲の重力収縮シミュレーション

千秋 元 (東京大学大学院 理学系研究科)

### Abstract

初代星が一般的に大質量 (数  $10\text{--}1000 M_{\odot}$ ;  $M_{\odot}$  は太陽質量) であると考えられているのに対して、現在の星は太陽質量程度である。星質量の遷移は、星間ガスの金属 (ヘリウムより重い元素) の量が上昇する過程で起こったと考えられている。特に、ダスト (金属が凝縮して形成される固体微粒子) の熱放射による冷却が重要であることが最近の研究によって明らかになった。本研究では、いくつかの金属量のガス雲の収縮のシミュレーションによって、宇宙で最初の低質量星が形成されるための臨界金属量を求める。このとき、初期宇宙において現実的なダストモデルを用いる。まず、ダストは主に初代星の超新星によってもたらされるので、超新星の計算から得られるダスト組成、サイズ分布をシミュレーションの初期条件とする。また、収縮するガス雲内では、ダストが気相中の金属を取込む現象 (ダスト成長) が重要となるため、本研究ではこれも考慮する。金属量  $10^{-6} Z_{\odot}$  と  $10^{-4} Z_{\odot}$  ( $Z_{\odot}$  は太陽金属量) に対してシミュレーションを行った結果、前者ではダスト冷却が不十分であるため、ガス雲の分裂が起きず、後者ではダスト冷却によって不安定になったガス雲が小質量の分裂片に分裂することが分かった。従って、臨界金属量はその間にあることを明らかにした。

### 1 Introduction

初代星は一般的に大質量 (数  $10\text{--}1000 M_{\odot}$ ) であると考えられている (Bromm et al. 2001; Abel et al. 2002; Omukai & Palla 2003; Yoshida et al. 2006; Hosokawa et al. 2011; Hirano et al. 2014)。初代星は金属を含まないガス雲の収縮により形成される。このとき主な冷却剤は水素分子であり、その冷却率は比較的小さいため、ガスが高温 ( $\sim 1000$  K) に保たれる。ジーンズ質量は温度に比例して大きくなり、その結果大質量星が形成されると考えられている。一方、現在の星は低質量 (太陽質量程度) であることが知られている (Kroupa 2002)。星質量の遷移はいつ、どのようにして起きたのか。その候補の一つとして、星間ガスの金属量の上昇に伴って、金属とダストによるガス雲の冷却がガス雲の分裂を引き起こしたと考えられている (Omukai 2000; Bromm et al. 2001; Bromm & Loeb 2003)。ガス雲は急激な放射冷却を受けると不安定になり、分裂する (Larson 1978, 1985, 2005; Li et al. 2003)。さらにその分裂片の質量はジーンズ質量程度である。特にダストとガスの熱交換によって起こるダスト冷却は高密度において効果的となる。ジーンズ質量は密度に反比例するの

で、ダスト冷却を受けたガスはより低質量に分裂する (Schneider et al. 2003; Omukai et al. 2005; Dopcke et al. 2011)。

本研究では、宇宙で最初の低質量星が形成されるための臨界金属量を、いくつかの金属量のガス雲の収縮を 3 次元的なシミュレーションで明らかにする事を目的とする。このことを考える上では、初期宇宙におけるダストの性質 (組成とサイズ分布) 厳密に取り扱う必要がある (Schneider et al. 2006, 2012; Nozawa et al. 2012; Chiaki et al. 2013, 2014)。同様のシミュレーションはいくつかのグループで行われている (Dopcke et al. 2011, 2013; Safranek-Shrader et al. 2014) が、これらのグループでは、ダストの性質として、近傍宇宙のものを用いている。しかし、初期宇宙におけるダストの性質はこれとは異なる。近傍宇宙では、炭素、マグネシウム、シリコンといった元素がほとんどすべてダストに凝縮している (Pollack et al. 1994) のに対し、初期宇宙では金属のうちダストに凝縮している割合はより小さいことが知られている (Molaro et al. 2000; De Cia et al. 2013)。初期宇宙では、ダストの供給源は、寿命が短い大質量星の超新星に限られる (Todini & Ferrara 2001; Nozawa

et al. 2003; Bianchi & Schneider 2007)。さらに、超新星中ではダストを破壊する効果も起きる (Bianchi & Schneider 2007; Nozawa et al. 2007)。ダストは破壊を受けると、ダストを構成している金属原子の一部は気相中に戻る。そのため、ダストの凝縮率 (金属に対する質量比) は近傍宇宙より 1-2 桁小さい。

超新星によって放出されたダストは、次の世代の星が形成されるガス雲に取込まれると、ガスの冷却剤として機能する。先行研究のすべてでは、ダストの凝縮率は重力収縮中に一定としている。しかし、一旦ダスト破壊によって気相中に放出された金属は、重力収縮に伴ってガスの密度と温度が大きくなると、再びダストに凝縮する可能性がある。Nozawa et al. (2012) によって、低金属量のガス雲中でも、ダストが気相中の金属原子を取り込む現象 (ダスト成長) が効果的であることが示された。また、われわれの準解析的な収縮計算においてもその効果が無視できないことが分かった (Chiaki et al. 2013, 2014)。したがって、本研究では、初代星の超新星で形成、破壊されたダストの組成とサイズ分布を初期条件とし、さらにガス雲の重力収縮中におけるダスト成長を考慮し、3次元流体シミュレーションを行う。

## 2 Methods

### 2.1 Simulation set up

本研究では SPH 流体コード GADGET-3 (Springel 2005) を用いる。流体計算と同時に、27 種の化学種について、55 の化学反応ネットワークを解く (詳細は Chiaki et al. 2014, 参照)。また、水素、炭素、酸素を含む原子、イオン、分子の放射冷却に加えてダスト冷却を考慮する。さらに、本計算では図 2 に示している 9 種類のダスト種を考慮している。ダスト冷却は、各ダスト種とサイズごとに冷却率を計算し、その合計を用いる。

初期条件として Hirano et al. (2014) の宇宙論的シミュレーションで形成されたミニハローの周囲 1 kpc を切り出したもの (粒子数 ~ 200 000) を用いる。また、そのミニハローに  $10^{-6} Z_{\odot}$ 、 $10^{-4} Z_{\odot}$  の金属量を与える。ダスト量は金属量に比例して与えられる。

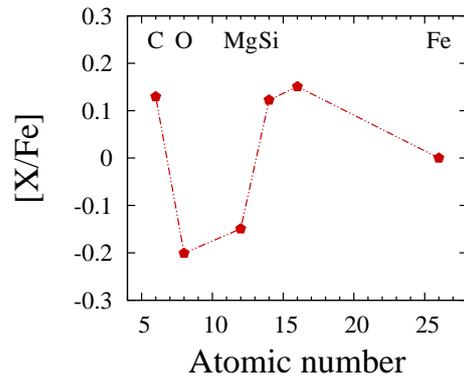


図 1: 太陽の組成に対する金属組成。元素  $X$  に対して、 $[X/Fe] = \log(N_X/N_{Fe}) - \log(N_{X,\odot}/N_{Fe,\odot})$ 。

### 2.2 Supernova dust model

金属元素の組成とダストの組成、サイズ分布は Nozawa et al. (2007) のものを用いる。Nozawa et al. (2007) では、様々な初代星の質量に対して、超新星中のダスト形成と破壊を計算している。ここでは、親星の質量  $M_{pr} = 13 M_{\odot}$  のものを用いる。図 1 は主な金属元素の組成を、太陽組成との比として表している。太陽組成と比較して、炭素、シリコンが多く合成されていることが分かる。次に、図 2 は各ダスト種の金属に対する質量比を表している。近傍宇宙ではシリケート ( $Mg_2SiO_4$ ,  $MgSiO_3$  など) が主であるが、超新星内で破壊を受けやすいため、初期宇宙における存在度は小さいことがわかる。

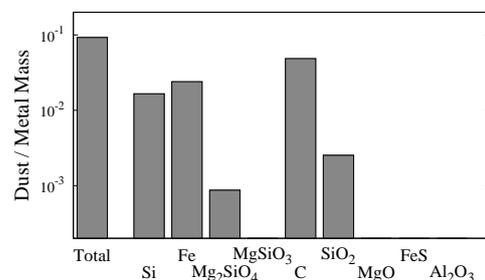


図 2: 本研究で考慮する 9 種のダストのダスト組成。

### 2.3 Grain growth

ダスト成長率は、単位時間あたりにダストに付着する金属原子の個数から見積もる。反応係数は、反応断面積を単分子（モノマー）の断面積、反応物の速度をガスの熱速度として求め、衝突する金属原子がある確率（付着確率）でダストに吸着されるとする。ここでは付着確率は 1 とする (Tachibana et al. 2011)。このようにして、9 つのダスト種それぞれについてダスト成長率を計算する。例えば、シリケートの一種であるフォルステライト ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ) は気相中の Mg 原子と SiO 分子の凝縮を考える。また、アモルファス・カーボン (C) は気相中の C 原子の凝縮率を計算する。

## 3 Results

### 3.1 Gas collapse

図 3 は、 $Z = 10^{-4} Z_{\odot}$  に対し、ガス温度と密度の関係を示している。密度が大きい（図の左から右に行く）ほどガス雲の中心に近づく。また、ガス雲の収縮では、密度は時間に対してほぼ単調増加するので、図の左から右へ時系列を表すと解釈することもできる。図 3 では、ガス密度  $n_{\text{H}} \sim 10^6$  と  $10^{14} \text{ cm}^{-3}$  において、低温の領域が 2 つ見えている。低密度側は HD 分子冷却が効率的な領域で、高密度側はダスト温度が効率的である。ガスの冷却が十分強い場合、ガスの分裂が引き起こされる（1 章参照）が、前者では冷却が不十分であり、分裂は見られない。一方、後者においてガス雲が 3-4 個の分裂片に分裂する様子が確認された。

図 4 は、ダスト成長によるダスト量の変化を表している。特にフォルステライト ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ; 赤い点線)、エンスタタイト ( $\text{MgSiO}_3$ ; ピンク)、マグネシア ( $\text{MgO}$ ; 茶色) は密度  $n_{\text{H}} = 10^9\text{-}10^{12} \text{ cm}^{-3}$  において大きく成長している。これらのダスト種の成長によりダスト冷却率が上昇し、ガス雲の分裂を引き起こしたことが分かる。また、これらのダスト種は、気相中の Mg がすべて凝縮すると成長が止まる。

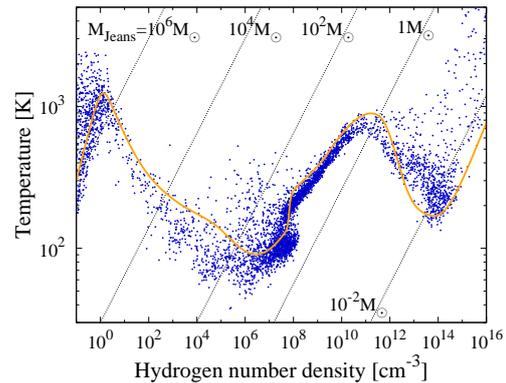


図 3:  $Z = 10^{-4} Z_{\odot}$  のときの、ガス密度に対するガス温度。青点は 3 次元シミュレーションによる SPH 粒子の分布、橙線は準解析的計算によるもの。

### 3.2 Evolution of protostars

ガス雲が重力収縮して、中心部の密度が  $n_{\text{H}} \sim 10^{15}\text{-}10^{16} \text{ cm}^{-3}$  程度になると、ガスが光学的に厚くなり、熱放射の効率が小さくなる。その領域を原始星と呼ぶ。その後、ガスの収縮が止まり、周囲からのガス降着によって原始星は質量を獲得するという段階が訪れる (Shu et al. 1987)。星の最終質量を決めるためには、その段階の原始星の進化をおよそ  $10^5$  年追う必要があるが、中心部の動的な時間は大変短いた

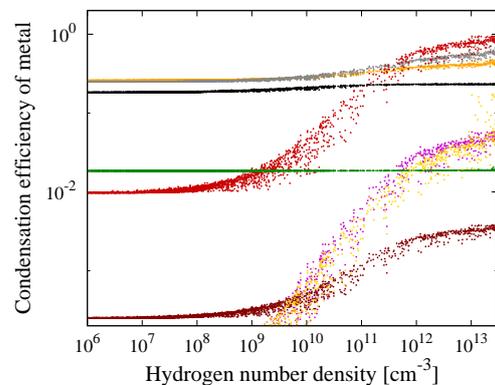


図 4:  $Z = 10^{-4} Z_{\odot}$  のときの、ガス密度に対する、ダスト凝縮率。

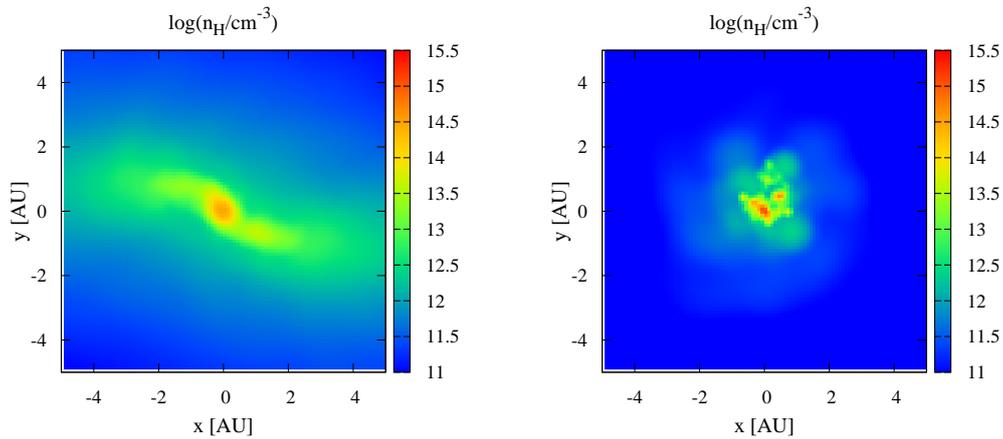


図 5:  $Z = 10^{-6} Z_{\odot}$  (左図)、 $10^{-4} Z_{\odot}$  (右図) のときのスナップショット。ともに最初の原始星が形成されてから 1.3 yr の様子。

め、計算コストを要する。本計算では、 $Z = 10^{-6} Z_{\odot}$  に対して、原始星形成から 1.3 年間の進化を追ったが、その時刻においても両者の違いは顕著である。

図 5 は  $10^{-6} Z_{\odot}$ ,  $10^{-4} Z_{\odot}$  それぞれに対する、最初の原始星が形成されてから 1.3 年後のスナップショットである。 $10^{-4} Z_{\odot}$  では、2-3 個の分裂片 ( $n_{\text{H}} > 10^{15} \text{ cm}^{-3}$  の赤い領域) が形成されているのに対し、 $10^{-6} Z_{\odot}$  ではガスの分裂が見られない。前者の場合は最初の原始星の周囲に降着円盤が形成され、それがダスト冷却によって分裂し、新たな原始星が形成されている。それぞれの分裂片は合体や更なる分裂を繰り返すが、最終的に小質量の星団になると考えられる。一方、後者の場合はダスト冷却が十分効果的ではないため、ガスが安定な状態で収縮していることがわかる。最終的には、初代星と同じように単独の大質量星が形成される可能性がある。

### 3.3 Critical metallicity

$Z = 10^{-4} Z_{\odot}$  の場合、最初の原始星から 21.4 年間の進化を追う事ができた。図 6 は各分裂片の質量の時間発展を表している。時刻  $t \sim 2-5$  と  $11-17$  yr で、一番質量の大きい原始星と二番目とが何回か合体、分裂を繰り返しているように見えるが、これは

原始星の定義の仕方によるものである。また、 $t = 2, 3, 8, 10$  yr においては新たに分裂片が形成されている事が分かる。さらに、 $t = 18$  yr において、2 番目に質量の小さい原始星が消え、2 番目に質量の大きい原始星の質量が突然大きくなるが、これは両者が合体したためである。このように、分裂片どうしは互いに相互作用しているが、21 年たった時点では、3 つの分裂片が生き残っている事が分かる。それぞれの質量は  $0.001, 0.017, 0.019 M_{\odot}$  であり、今後の進化によって低質量星が形成される可能性がある。一方、 $Z = 10^{-6} Z_{\odot}$  の場合、原始星形成から 3 年しか経っていないにもかかわらず、中心の原始星の質量は既に  $0.034 M_{\odot}$  になっている。以上の事から、低質量の星が形成されるための臨界金属量は  $Z = 10^{-6} Z_{\odot}$  と  $Z = 10^{-4} Z_{\odot}$  の間にあるという事が分かる。

## 4 Summary and Conclusion

本研究では、宇宙で最初の低質量星が形成される臨界の金属量を、3次元流体シミュレーションにより求めた。低金属量のガス雲中では、ダスト冷却によりガス雲が分裂し、低質量星が形成されると考えられている。特に、初期宇宙で現実的な、初代星の超新星によって形成、破壊されたダストモデルを初期

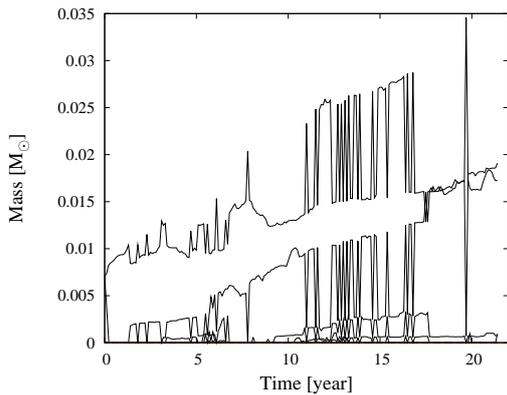


図 6: 最初の原始星形成からの、分裂片の質量の時間発展。

条件として用いた。また、低金属量のガス雲でも重要となるダスト成長を考慮した。3次元計算においてこれらを扱ったのは本研究が初めてである。ガス雲の重力収縮で最初の原始星が形成されてから 1.3 年間の進化を追った結果、金属量  $Z = 10^{-6} Z_{\odot}$  ではダスト冷却が不十分であり、ガスが単一の星に収縮するという、初代星と同じ星形成モードが現れた。一方、 $10^{-4} Z_{\odot}$  においては、最初の原始星の降着円盤がダスト冷却によって分裂し、新たに 2 つの原始星が形成された。それぞれの質量は  $\sim 0.01 M_{\odot}$  であり、低質量星が形成されるモードに移行することが分かった。したがって、臨界金属量はそれらの金属量の間にあることが分かる。

## Acknowledgement

この研究は吉田先生、平野君、野沢さんをはじめとした共同研究者によって支えられています。また、JSPS 特別研究員奨励費の助成を受けたものです。

加えて、今年度の若手の会と夏の学校の事務局の皆様へ感謝します。二つの事務局の方々に支えられ、ここまで来る事ができました。

## Reference

Abel, T., Bryan, G. L., & Norman, M. L. 2002, *Science*, 295, 93

- Bianchi, S., & Schneider, R. 2007, *MNRAS*, 378, 973
- Bromm, V., Ferrara, A., Coppi, P. S., & Larson, R. B. 2001, *MNRAS*, 328, 969
- Bromm, V., & Loeb, A. 2003, *Nat*, 425, 812
- Chiaki, G., Nozawa, T., & Yoshida, N. 2013, *ApJL*, 765, L3
- Chiaki, G., Schneider, R., Nozawa, T., et al. 2014, *MNRAS*, 341
- De Cia, A., Ledoux, C., Savaglio, S., Schady, P., & Vreeswijk, P. M. 2013, *A&A*, 560, A88
- Dopcke, G., Glover, S. C. O., Clark, P. C., & Klessen, R. S. 2011, *ApJL*, 729, L3
- Dopcke, G., Glover, S. C. O., Clark, P. C., & Klessen, R. S. 2013, *ApJ*, 766, 103
- Hirano, S., Hosokawa, T., Yoshida, N., et al. 2014, *ApJ*, 781, 60
- Hosokawa, T., Omukai, K., Yoshida, N., & Yorke, H. W. 2011, *Science*, 334, 1250
- Kroupa, P. 2002, *Science*, 295, 82
- Larson, R. B. 1978, *MNRAS*, 184, 69
- Larson, R. B. 1985, *MNRAS*, 214, 379
- Larson, R. B. 2005, *MNRAS*, 359, 211
- Li, Y., Klessen, R. S., & Mac Low, M.-M. 2003, *ApJ*, 592, 975
- Molaro, P., Bonifacio, P., Centurión, M., et al. 2000, *ApJ*, 541, 54
- Nozawa, T., Kozasa, T., Umeda, H., Maeda, K., & Nomoto, K. 2003, *ApJ*, 598, 785
- Nozawa, T., Kozasa, T., & Habe, A. 2006, *ApJ*, 648, 435
- Nozawa, T., Kozasa, T., Habe, A., et al. 2007, *ApJ*, 666, 955
- Nozawa, T., Kozasa, T., Tominaga, N., et al. 2008, *ApJ*, 684, 1343
- Nozawa, T., Kozasa, T., & Nomoto, K. 2012, *ApJL*, 756, L35
- Omukai, K. 2000, *ApJ*, 534, 809
- Omukai, K., & Palla, F. 2003, *ApJ*, 589, 677
- Omukai, K., Tsuribe, T., Schneider, R., & Ferrara, A. 2005, *ApJ*, 626, 627

2014 年度 第 44 回 天文・天体物理若手夏の学校

- Omukai, K., Hosokawa, T., & Yoshida, N. 2010, ApJ, 722, 1793
- Pollack, J. B., Hollenbach, D., Beckwith, S., et al. 1994, ApJ, 421, 615
- Safraneck-Shrader, C., Milosavljević, M., & Bromm, V. 2014, MNRAS, 440, L76
- Santoro, F., & Shull, J. M. 2006, ApJ, 643, 26
- Schneider, R., Ferrara, A., Salvaterra, R., Omukai, K., & Bromm, V. 2003, Natur, 422, 869
- Schneider, R., Omukai, K., Inoue, A. K., & Ferrara, A. 2006, MNRAS, 369, 1437
- Schneider, R., & Omukai, K. 2010, MNRAS, 402, 429
- Schneider, R., Omukai, K., Bianchi, S., & Valiante, R. 2012, MNRAS, 419, 1566
- Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, ARA&A, 25, 23
- Springel, V. 2005, MNRAS, 364, 1105
- Tachibana, S., Nagahara, H., Ozawa, K., et al. 2011, ApJ, 736, 16
- Todini, P., & Ferrara, A. 2001, MNRAS, 325, 726
- Yoshida, N., Omukai, K., Hernquist, L., & Abel, T. 2006, ApJ, 652, 6