

## 微惑星の重力集積及びペブル集積の惑星形成過程への寄与： ダストから暴走成長までを包括的に扱える数値計算コードの開発

西川花 (名古屋大学)

利用カテゴリ XC30-Trial

### 背景

惑星は、原始星の周囲に作られる、ガスと固体微粒子（ダスト）からなる原始惑星系円盤の中で形成される。原始惑星系円盤の中に1%程度含まれる、 $0.1\mu\text{m}$ サイズのダストを出発物質として、微惑星（ $\sim 1\text{--}1000\text{km}$ ）、原始惑星（ $\sim 1000\text{--}5000\text{km}$ ）といった段階を経て、 $10^5\text{km}$ サイズの惑星が誕生する。惑星形成シナリオとして、ダストが衝突合体を繰り返すことで惑星まで成長するという考えが有力であるが、詳細な過程は未だ明らかになっていない。

微惑星が惑星になる過程は、 $N$ 体シミュレーションや解析的な計算などにより比較的良好に理解されており、以下のようなシナリオが広く受け入れられている。微惑星が小さい時は、同程度の大きさの微惑星が系の大部分を占め、それらが足並みを揃えて成長していく。微惑星が周囲の微惑星を重力的に引き寄せられるほど大きくなると、一部の大きな微惑星が急速に成長し、少数の原始惑星が形成される。これらの段階はそれぞれ秩序成長、暴走成長と呼ばれる (Wetherill & Stewart, 1989)。その後寡占成長という段階を経て原始惑星がさらに成長し (Weidenschilling et al., 1997)、巨大衝突と呼ばれる原始惑星同士の衝突が起こり惑星が形成される (Chambers et al., 1997)。できる惑星の大きさや形成にかかる時間は、微惑星の面密度や乱流の強さなどの初期条件によって決まる (Kobayashi et al., 2016)。

一方、ダストが衝突合体で微惑星になる過程には、様々な困難がある。ダストが衝突時に合体できず跳ね返ったり破壊される問題や (Blum & Wurm, 2008)、円盤ガスから受ける摩擦により角運動量を失い、中心星に落下してしまう問題である (Adachi et al., 1976)。しかし近年の研究で、微惑星形成過程の解明に大きな進展があった。ダストは合体成長の過程で、空隙率の高い構造（アグリゲイト）となることが明らかになった (Suyama et al., 2008)。このアグリゲイトは衝撃を全体で吸収するため、ダストが氷でできていれば跳ね返りや破壊が起こることなく合体できる (Wada et al., 2009)。またアグリゲイトは、成長のタイムスケールが中心星落下のタイムスケールより短くなり、微惑星まで成長できることも示された (Okuzumi et al., 2012)。低密度アグリゲイトはその後、ガスの流れと自己重力による圧縮を受けて、実際の小天体と矛盾ない内部密度に達する (Kataoka et al., 2013)。よって、氷ダストが存在するスノーラインの外側では、微惑星形成過程もダストの衝突合体成長で説明できる。

長年微惑星形成が困難とされてきたことで、これまでの惑星形成過程の研究は $0.1\mu\text{m}$ のダストから $\text{cm}$ サイズの小石まで、または数 $\text{km}$ の微惑星から暴走成長まで、あるいは $10\text{km}$ 以上の微惑星から惑星までといったように、サイズ空間に対して部分的に行われてきた。しかし、形成される微惑星の量や分布は、その後の惑星形成を大きく左右する。ま

た近年では、原始惑星が円盤外縁部から落下してきた cm サイズの小石を集積して成長する効果も脚光を浴びている (Lambrechts & Johansen, 2012). したがって、幅広いサイズ分布を包括的に扱い、ダストから惑星までを一貫して扱うことが重要となっている、

そこで本研究では、惑星形成過程が総じて固体天体の衝突合体成長であることに着目し、ダストから惑星までの、一連の流れを調べることを目指す。その第一歩として、ダストが成長して暴走成長が起こるまでの、 $0.1\mu\text{m}$ – $100\text{km}$  に渡る固体天体の成長を包括的に調べた。以下ではその方法と結果を示す。

## 手法

衝突合体を繰り返すことで、固体天体（以下、天体）のサイズ分布は時間とともに変化していく。また天体はほぼケプラー速度  $v_K$  で中心星周りを公転する一方で、円盤ガスは圧力勾配力がはたらくため、ケプラー回転よりもわずかに遅い速度で公転している。そのため、天体はガスから摩擦抵抗を受けて角運動量を失い、中心星に向かって動径移動する。

この2つの効果を考慮し、どのくらいの大きさの天体が、どこに、どれだけあるのかを導く手段として、合体成長方程式が知られている。この方程式は特別な場合を除いて解析的に解くことができないため、数値計算によって解く。合体成長方程式の数値計算によって、Okuzumi et al. (2012) ではダストから微惑星までの過程、Kobayashi et al. (2016) では微惑星から暴走成長までの過程が、それぞれ詳しく調べられた。本研究では、ダストから暴走成長までの過程を一貫して調べるために、この2つの先行研究で用いられた手法を組み合わせる計算を行う。

## 結果とまとめ

開発したコードを用いて、天体の成長に伴うサイズ分布と、 $5.2\text{AU}$ – $120\text{AU}$  の範囲での面密度分布の時間発展を計算した。その結果を以下に示す。なお、円盤のガスと初期のダストの面密度構造及び温度構造は、最小質量円盤モデル (Hayashi, 1981) を仮定する。

図1は $5.2\text{AU}$ における天体のサイズ分布の時間進化である。初期の天体はダストのモノマー質量程度の  $5.9 \times 10^{-15}$  (半径は  $0.18\mu\text{m}$ ) とした。柱密度のピークは、存在量の多い天体のサイズを示しており、グラフの面積は $5.2\text{AU}$ での面密度を表す。初期に $0.1\mu\text{m}$ サイズのダストが、 $20\text{km}$ を越える微惑星まで成長する様子を読み取れる。

また、 $100\text{m}$ を越えたところで動径速度が最大となり、天体が $5.2\text{AU}$ の位置から流出していることがわかる。しかし、ダストアグリゲイトの低密度化に伴う空気力学的特性の変化により、成長のタイムスケールが落下のタイムスケールより短くなっている。そのため、中心星落下によって天体が大幅に減少することなく、微惑星形成が可能となる。

暴走成長が開始する天体のサイズは、乱流の強さ、固体とガスの面密度などによって解析的に求めることができ (Kobayashi et al., 2016), この時の暴走成長開始のサイズは $40\text{km}$ 程度である。時間の問題で、そのサイズに達するまでの計算が終わらなかったため、暴走成長の開始を図から読み取ることはできない。代わりに、初期の天体サイズを $1\text{km}$ として計算を行った場合の結果を、図2に示す。

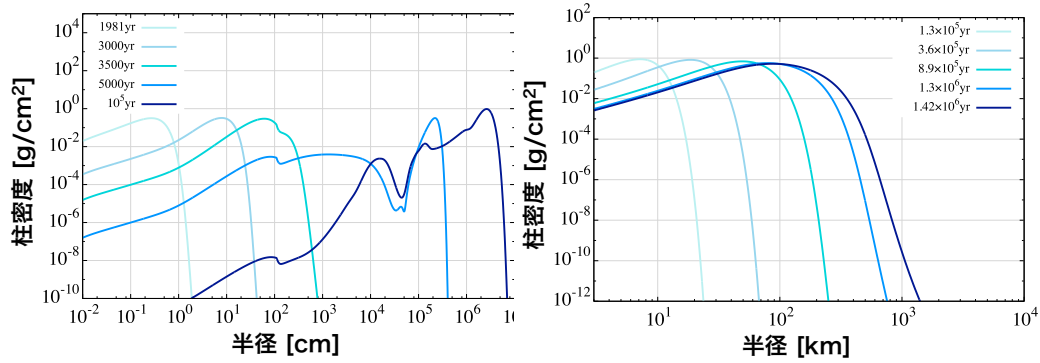


図 1: 初期の天体のサイズを  $0.18\mu\text{m}$  と 図 2: 初期の天体サイズを  $1\text{km}$  とした場合の、 $5.2\text{AU}$  における天体のサイズ分布. 百万年程度で暴走成長が開始している.

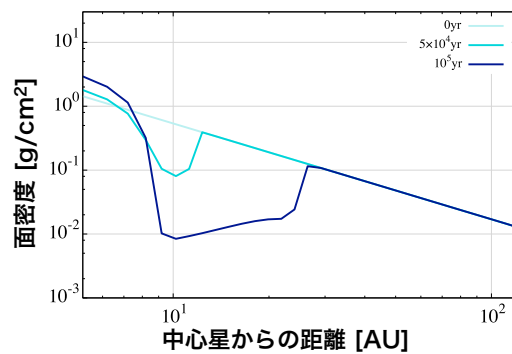


図 3: 固体天体の面密度分布. 落下した天体が円盤内側の領域に蓄積している.

$8.9 \times 10^5$  年までは分布の形を変えず天体が成長し、 $1.3 \times 10^6$  年以降でサイズの大きい天体が急速に成長し始める。これは、秩序成長に引き続き暴走成長が起こっていることを示している。このように、開発したコードはダストから暴走成長が始まるまでを扱うことができる。

最後に、図3は固体天体の面密度分布である。十万年後には、 $r > 7\text{AU}$  の位置で面密度が減少している一方で、それより内側では面密度が増加している。これも、低密度なダストが中心星まで落下するよりも速く成長することによる。

惑星形成過程の解明には、ダストから惑星までを一貫して調べることが重要である。本研究では、ダストから暴走成長開始までを包括的に扱うことができる、数値計算コードを開発した。結果からは、天体の成長に伴うサイズ分布と面密度分布の大幅な変動が見られた。

## 参考文献

- Adachi, I., Hayashi, C., & Nakazawa, K. 1976, *Prog. Theor. Phys.*, 56, 1756
- Blum, J., & Wurm, G. 2008, *ARA & A*, 46, 21
- Chambers, J. E., Wetherill, G. W., & Boss, A. P. 1996, *Icarus*, 119, 261
- Hayashi, C., *Prog. Theor. Phys. Suppl.*, 1981, 70, 35
- Kataoka, A., Tanaka, H., Okuzumi, S., and Wada, K., 2013, *A & A*, 557, L4
- Kobayashi, H., Tanaka, H., Krivov, A. V., & Inaba, S. 2010, *Icar*, 209, 836
- Kobayashi, H., Tanaka, H., & Okuzumi, S. 2016, *ApJ*, 817, 105
- Lambrechts, M., & Johansen, A. 2012, *A&A*, 544, A32
- Okuzumi, S., Tanaka, H., Kobayashi, H., & Wada, K. 2012, *ApJ*, 752, 106
- Okuzumi, S., & Ormel, C. W. 2013, *ApJ*, 771, 43
- Suyama, T., Wada, K., & Tanaka, H., *ApJ*, 2008, 684, 1310
- Wada, K., Tanaka, H., Suyama, T., Kimura, H., & Yamamoto, T., 2009, *ApJ*, 702, 1490
- Weidenschilling, S. J., Spaute, D., Davis, D. R., Marzari, F., & Ohtsuki, K. 1997, *Icar*, 128, 429
- Wetherill, G. W. & Stewart, G. R. 1989, *Icarus*, 77, 330
- Youdin, A. N., Lithwick, Y., *Icarus*, 2007, 192, 588