

# 惑星科学フロンティアセミナー

## 惑星系と衝突の歴史

2 日目 (午後)

講演者：小林浩 氏

2017 年 9 月 6 日 ~ 9 日

### 目次

|     |  |    |
|-----|--|----|
| 1   | ガス散逸と地球型惑星形成   | 2  |
| 1.1 | 3D-MHD シミュレーション (Suzuki & Inutsuka 2009, Suzuki et al. 2010) . . . . . | 2  |
| 1.2 | 円盤風を考慮した円盤進化 (Ogihara et al. 2015) . . . . .                           | 2  |
| 2   | デブリ円盤と熱輻射  | 3  |
| 2.1 | デブリ円盤 . . . . .  | 3  |
| 2.2 | 熱放射 . . . . .  | 4  |
| 3   | ガス散逸の観測的解明   | 6  |
| 3.1 | デブリ円盤におけるガス . . . . .  | 6  |
| 3.2 | PDR Calculation によるデブリ円盤中の化学変化計算 . . . . .                             | 7  |
| 3.3 | 結果 . . . . .   | 7  |
| 4   | 太陽系の形成条件   | 9  |
| 4.1 | 木星の形成 . . . . .  | 9  |
| 4.2 | 土星の形成 . . . . .  | 10 |
| 4.3 | 火星の形成 . . . . .  | 11 |
| 5   | まとめ  | 14 |

# 1 ガス散逸と地球型惑星形成

ガス散逸についてはよく分かっていない (今まではそれほど重要視されていなかった) が, " 円盤風 " によるガス散逸が惑星形成には重要な役割を果たす. 円盤風がないと原始惑星が中心星に落下するため, ガス散逸後に惑星形成の材料が不十分になってしまう.

## 1.1 3D-MHD シミュレーション (Suzuki & Inutsuka 2009, Suzuki et al. 2010)

内側の地球惑星形成領域に注目し円盤風の影響を調べる.

- 円盤風は MRI によって駆動する
- 質量損失率 (グローバル):  $2 \times 10^{-9} M_{\text{sun}}/\text{yr}$
- 内側領域でより効率的 内側から外側へ円盤が散逸

## 1.2 円盤風を考慮した円盤進化 (Ogihara et al. 2015)

- 計算の設定 1 : 円盤進化計算

$$\frac{\partial \Sigma_g}{\partial t} = \frac{3}{r} \frac{\partial}{\partial r} \left[ r^{1/2} \frac{\partial}{\partial r} \left( \nu \Sigma_g r^{1/2} \right) \right] - C_W \frac{\Sigma_g}{\sqrt{2\pi}} \Omega \quad (1)$$

右辺第一項は粘性拡散, 第二項は円盤風による流出による減少を表している.

- 計算の設定 2 : N 体計算
  - 原始惑星 ( $0.1M_E$ ) 60 体
  - 共回転トルクの飽和 (Paardekooper+11), 離心率依存性 (Fendyke & Nelson 14)
  - 温度分布: 林円盤 ( $T \approx r^{-1/2}$ )

- 計算結果

シミュレーションではまず円盤風によるガスの面密度変化を計算し, 次にその結果から初期に置いた 60 個 ( $0.1M_{\text{odot}}$ ) の微惑星がどのように成長するのかを調べ, 円盤風はありとなしの場合, また円盤風をもたらす磁場の強い弱いの 3 パターンをおこなった. その結果, 円盤風が微惑星から原始惑星への成長に非常に大きな影響を及ぼすことが分かった.

## 2 デブリ円盤と熱輻射

### 2.1 デブリ円盤

デブリ円盤とは惑星が形成されたあとに中心星周りにできた円盤のこと。原始惑星系円盤とデブリ円盤の違いは、原始惑星系形成円盤の方が中心星が若く、光学的厚み大きいことである。またガスの様々な波長で高分解観測されたデブリ円盤は 30 個程度発見されている。

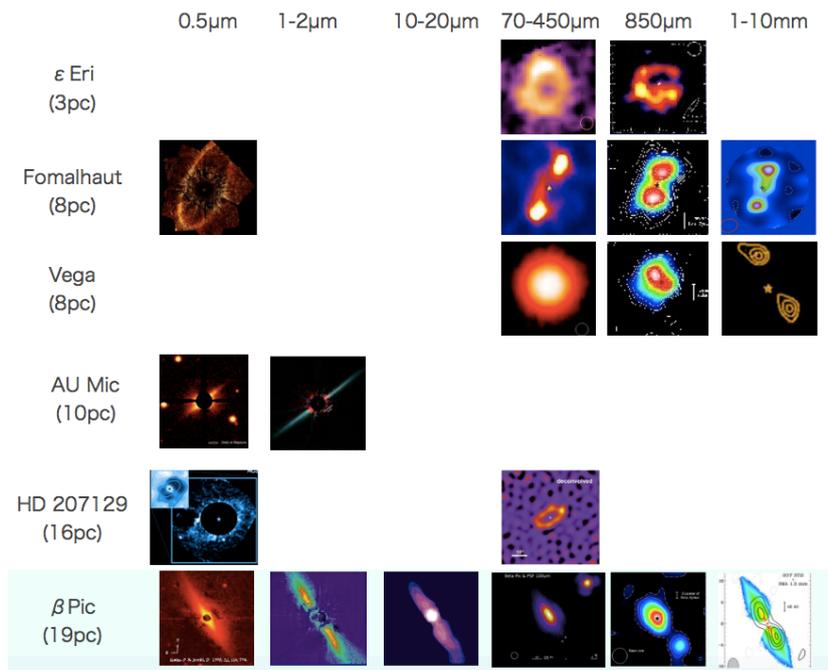


図 1 現在観測されているデブリ円盤の一部 (<http://w.astro.berkeley.edu/kalas/disksite/pages/gallery.html>)

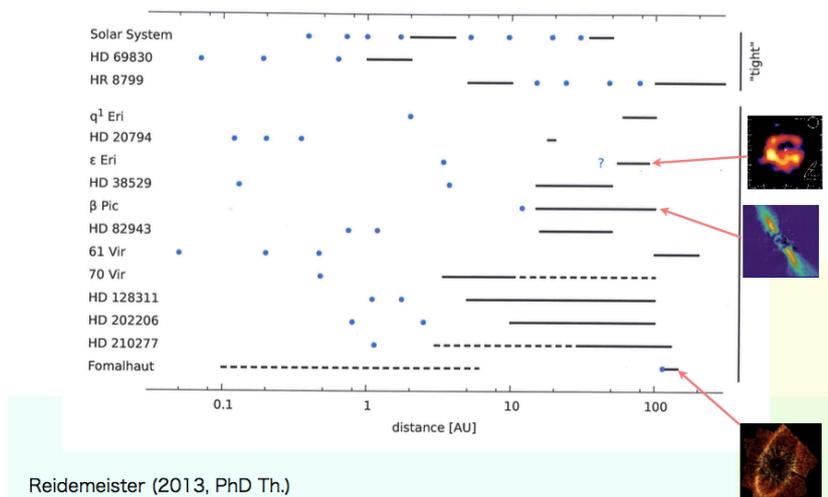


図 2 惑星とデブリ円盤 (Reidemeister (2013, PhD Th.)) 図中の

デブリ円盤では円盤温度に対応した熱輻射が見られ、主に  $L_{\text{disk}}/L_* < 10^{-2}$  のものをデブリ円盤と呼ぶ。

## 2.2 熱放射

- デブリ円盤の熱放射

デブリ円盤では中心星からの熱で温められることで温度に対応した熱放射が見られる。

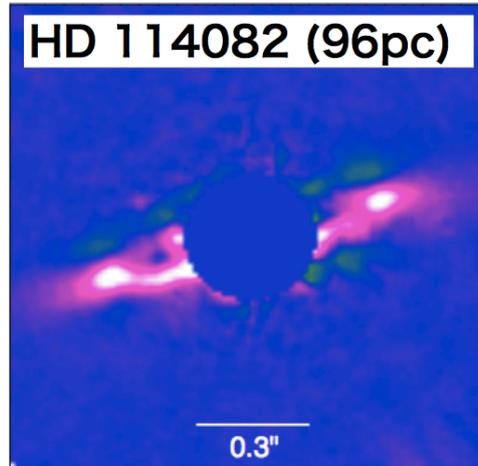


図3 HD114082の観測 (Wahhaj et al. 2016)  $3.6L_{\odot}$ ,  $1.4M_{\odot}$ , 16Myr の中心星。また円盤の半径は 27AU, 幅は 1.9AU. デブリ円盤の光度は  $L_{disk}/L_{*} = 3.3 \times 10^{-3}$ .

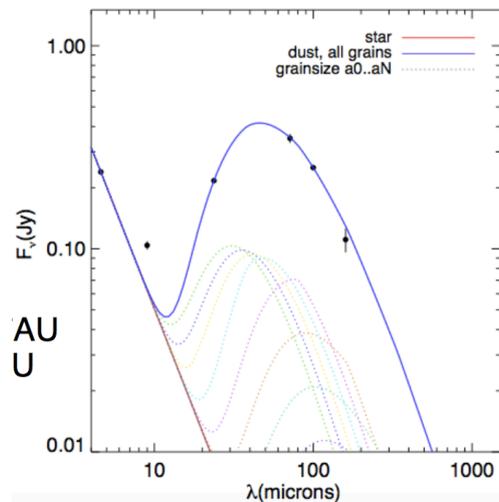


図4 HD114082における波長ごとのフラックス (Wahhaj et al. 2016)。中心星からのフラックスとは別にデブリ円盤からの熱放射によるフラックスが見られる。

もし円盤にガスがないとするならば.....

ダストが中心星に落下するタイムスケールが短い

km サイズ以上の天体を壊すことでダストを維持する必要がある

km サイズの天体 (微惑星) を壊すにはより大きな天体が必要となる

それは惑星の存在を示唆している

● 熱輻射の時間進化

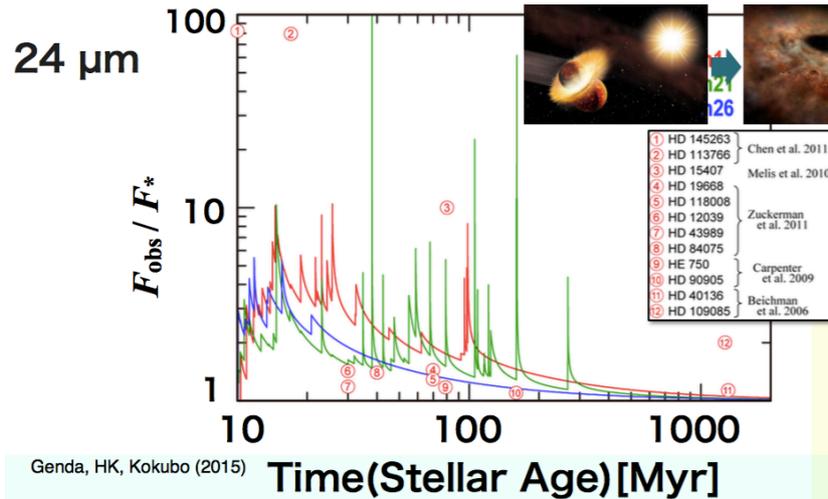


図5 中心星に対する観測されたフラックスの割合の時間進化を表している (Genda, HK, Kokubo 2015) . グラフにおいて急激にジャンプしているところでは巨大衝突が起こり、破片が多く出たために観測で明るく見える .

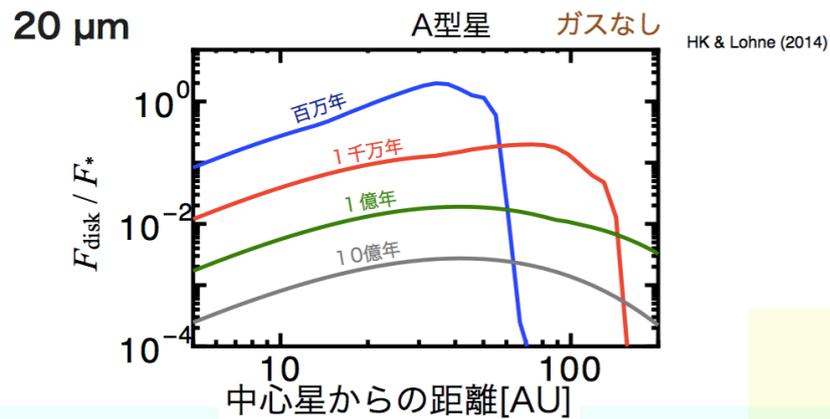


図6 中心星からの距離と中心星に対する円盤のフラックスの関係 (HK & Lohne 2014) . 惑星は内側から外側へ成長していく . それに伴い円盤も外側へと移動する . 原始惑星の形成現場では衝突によって生じる明るさが一番大きいため、観測ができる可能性がある .

### 3 ガス散逸の観測的解明

#### 3.1 デブリ円盤におけるガス

ガス散逸は惑星形成にとって重要な役割を果たすが、そのガス散逸について知るために現在観測されているいくつかのデブリ円盤で CO が手がかりになる可能性がある。

重元素の場合は原始惑星系円盤とは異なり、衝突脱ガスや彗星由来のものなどの可能性がある。

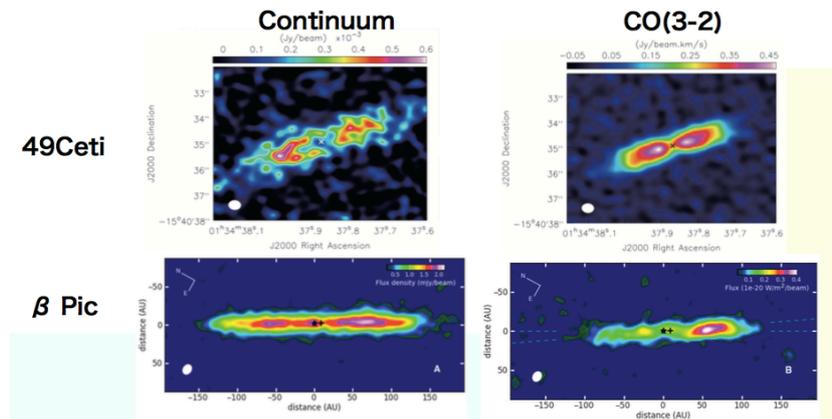


図7 49 Ceti と  $\beta$  Pic の Continuum と CO による観測．赤い部分でそれぞれが多く含まれている．また、 $\beta$  Pic の CO 観測では右側領域に非常に赤い部分が見られており、非常に興味深い観測結果となっている．

|             | distance [pc] | Age [Myr] | Disk [AU] | Dust Optical depth                 | Column density[cm <sup>-2</sup> ]                           |
|-------------|---------------|-----------|-----------|------------------------------------|---|
| 49Ceti      | 61±3          | 23        | 40-200    | 10 <sup>-4</sup> -10 <sup>-3</sup> | 3-6 × 10 <sup>15</sup> (CO)<br>2 × 10 <sup>17</sup> (C I)   |
| $\beta$ Pic | 19.3±0.2      | 40        | 50-130    | 10 <sup>-3</sup> -10 <sup>-2</sup> | 3-7 × 10 <sup>14</sup> (CO)<br>2-3 × 10 <sup>16</sup> (C I) |

図8 49 Ceti と  $\beta$  Pic の様々な情報 (Higuchi et al. 2017) .

$\beta$  Pic と 49 Ceti の観測結果から CO ≪ C であることが分かった．

また、CO の光分解のタイムスケールは短く、C から CO への化学変化は H<sub>2</sub> の量に依存している．

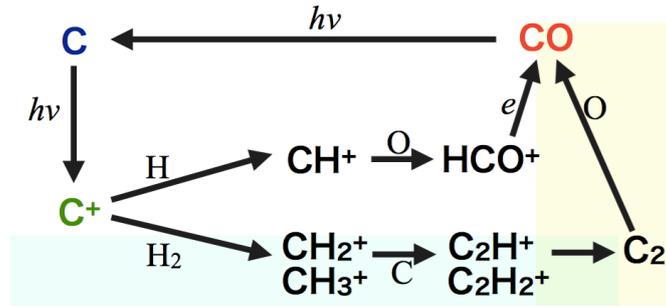


図9 C から CO への化学変化の仕組み

### 3.2 PDR Calculation によるデブリ円盤中の化学変化計算

C から CO への化学変化を調べるために PDR 計算を用いたデブリ円盤の数値計算を行った。Meudon PDR code (Le Petit et al. 2006) を用いており、以下を考慮している。

- 化学平衡と熱的平衡
- 輻射輸送

デブリ円盤の仮定

- 主な UV 源は中心星由来 (100AU, A5V  $\beta$  Pic)
- ダストの分布は  $a = 1 \sim 10\mu\text{m}$ ,  $n(a) \approx a^{-3.5}$
- ダストの質量に対するガス中の金属の質量比は固定
- パラメーターとして以下を与える
  - H の数密度  $n(H)$
  - 平均金属数密度  $n(M) \equiv \frac{m_C n(C) + m_O n(O)}{m_C + m_O}$

### 3.3 結果

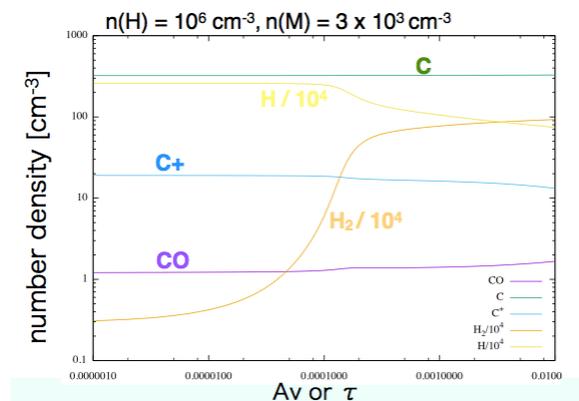


図10 PDR によるデブリ円盤中のそれぞれの原子の数密度。横軸は時間に対応する。ほとんどの原子は C として存在し、desiccation と production のバランスで CO が決まる。

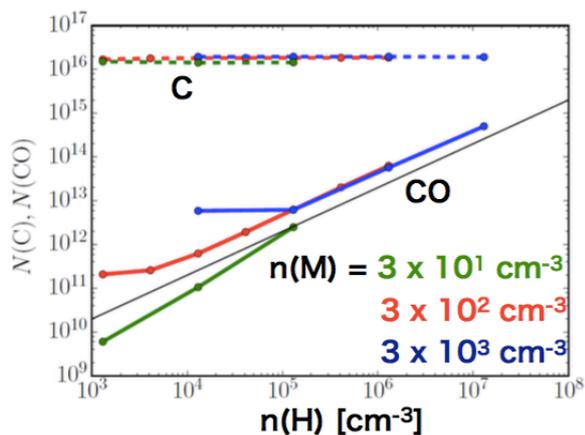


図 11 H の数密度に対する C,CO の個数．実線は CO, 点線は C を表しており, 色の違いは平均金属数密度の違いである． $A_v=0.01$  ( $\tau =0.01$ ) での個数をプロットしてある．C の個数は H と M の数密度には依存せず, CO の個数は H の数密度に比例している．

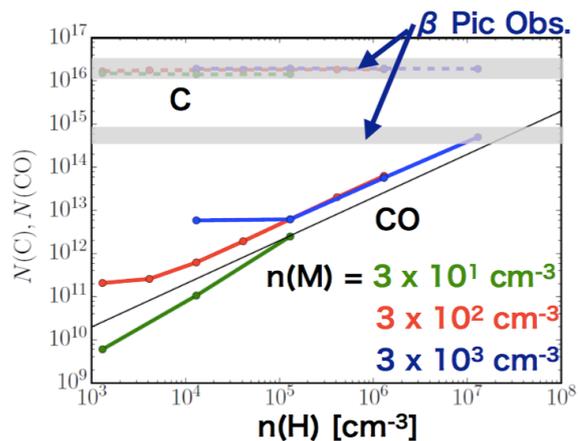


図 12 図中の灰色部分は  $\beta$  Pic の観測結果から得たものである．数値結果を観測結果と合わせるためには  $n(H) \sim 10^7 \text{ cm}^{-3}$  であれば良さそうであることが分かる．原始惑星系円盤に類似した金属含有率は C や CO を再現できる可能性が高い．

## 4 太陽系の形成条件

### 4.1 木星の形成

初期に微惑星を準備しておいて（それらの微惑星がどのようにできたかについては言及せずに）、そこから惑星形成のシミュレーションをおこなった (Kobayashi et al. 2010, 2011, 2012, 2013) .

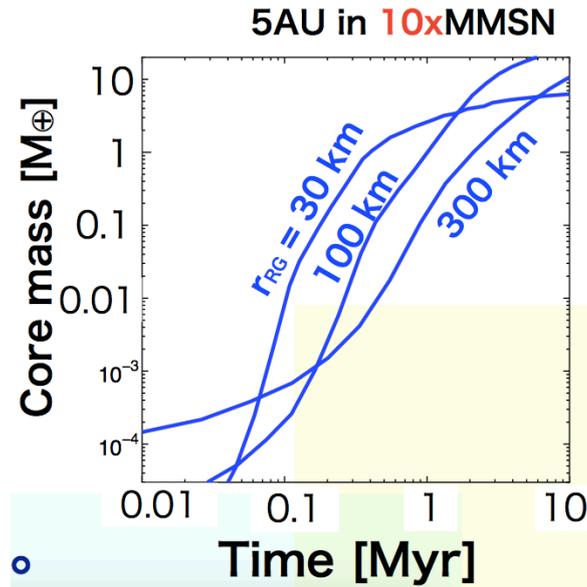


図 13 10 倍の最小質量円盤中での中心星から 5AU の位置で微惑星が成長し、コア質量の時間進化を示している。図中の 3 本の青線は初期の微惑星のサイズの違いを表している。

シミュレーションの結果から、30~300km の微惑星（暴走成長を開始した微惑星）を成長させた場合には地球質量の約 10 倍の質量をもつ天体を作ることが可能であることが分かった。シミュレーションの結果から木星を形成するためには以下のような制限がつけられる。

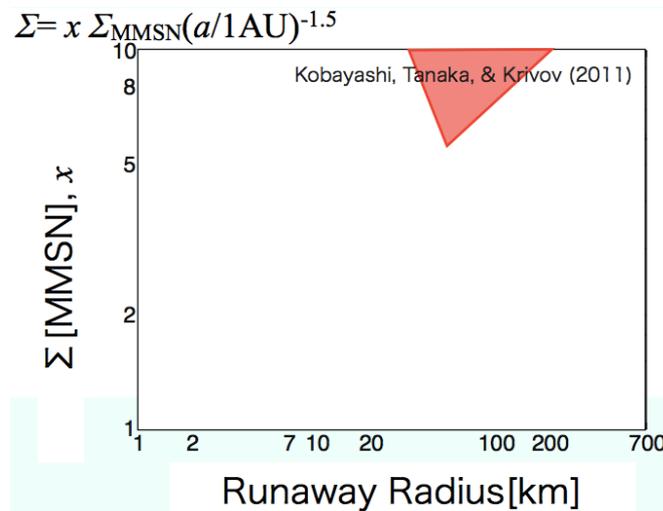


図 14 図中の赤色部分は暴走成長開始時の微惑星の半径に対する木星を形成するのに必要な原始惑星系円盤の面密度の範囲を表している (Kobayashi, Tanaka, & Krivov 2011) .

## 4.2 土星の形成

土星は木星に比べて外側にあるため遅れて形成されるが、100 万年程度で形成されたと思われる。木星が形成されると円盤にギャップ構造が作られる。圧力勾配によりガスは遅く公転するため微惑星は抵抗を受けて落下する。ギャップの淵では圧力勾配のない場所ができるため、圧力勾配がなく、その淵に微惑星がたまることで惑星を急速に成長させることができる (e.g. Tanigawa & Ikoma 2008)。

そこで木星の形成以降に土星質量程度の惑星が作れるかどうかをシミュレーションをおこなった。

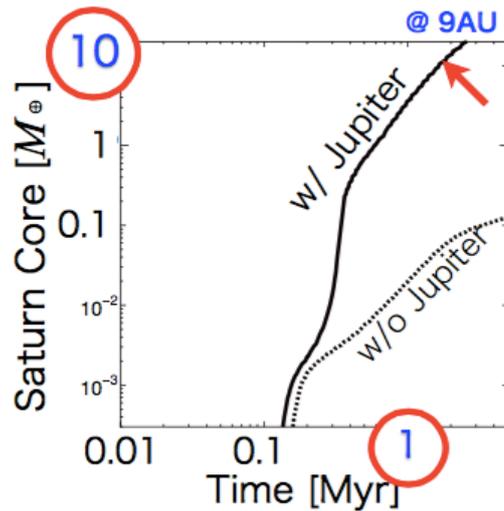


図 15 9AU の位置にある土星のコア質量の時間進化を表している。図中の実線は木星を置いた場合、点線は木星なしの場合の計算結果を表している。予想していたとおり木星が形成されていると、100 万年程度で  $10M_{\oplus}$  の質量を持つ土星質量程度のコアを作ることができた。

このときの土星の形成条件を図 14 の木星の形成条件と合わせて示すと図 16 のようになる。

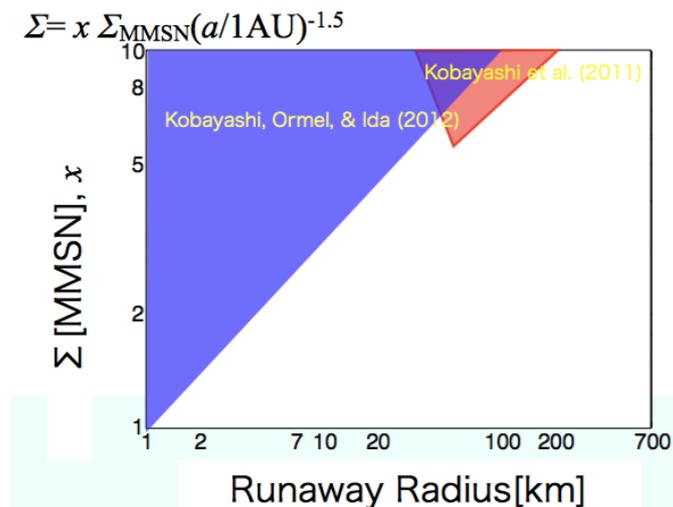


図 16 青色領域はシミュレーション結果から分かった土星の形成が可能な領域 (Kobayashi, Ormel, & Ida 2012)。横軸は暴走成長開始時の半径、縦軸は最小質量円盤の面密度に対する面密度比。図中の赤色は木星の形成可能な領域 (Kobayashi et al. 2011)。

### 4.3 火星の形成

火星の形成年代は Hf(hafnium) と W(tungsten) の関係から調べることができる．Hf は親石元素でありマントル領域にとどまりたがる性質を持つ．逆に W は親鉄元素であり金属核領域に入りたがる性質を持つ．Hf は 900 万年程度で  $^{182}\text{Hf} \rightarrow ^{182}\text{W}$  へと変わる．この性質を利用してマントル中の  $^{182}\text{W}$  超過から金属核の形成年代を調べる事ができる．

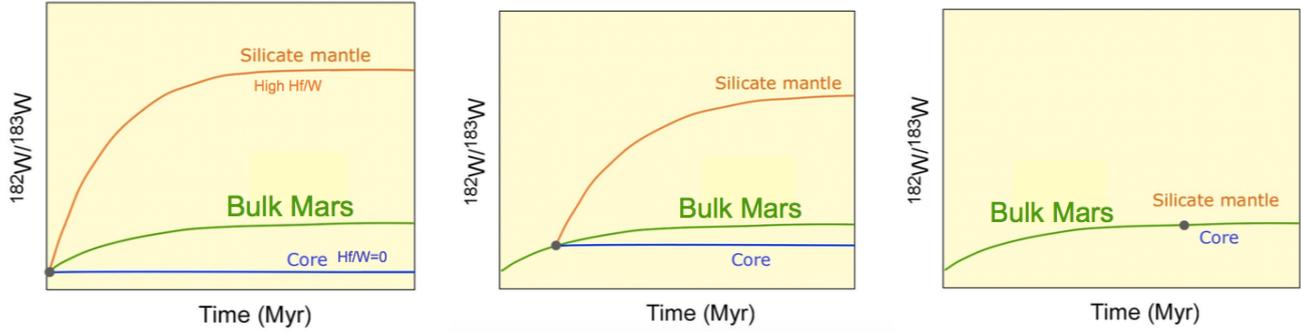


図 17 時間とともに  $^{182}\text{W}/^{183}\text{W}$  がどのように変化したかを示している．どの年代にコアができたかによって最終的な  $^{182}\text{W}/^{183}\text{W}$  の割合が異なる．図の左から右に行くに連れてコアの形成される年代が遅くなる．図の線はそれぞれ橙色がマントル部分の、緑が火星全体の、青がコア部分の  $^{182}\text{W}/^{183}\text{W}$  比を表している．

- W 超過

マントル中の  $^{182}\text{W}$  の単位時間あたりの変化量は以下のように求められる．

$$\frac{dM_{\text{man}} [^{182}\text{W}]_{\text{man}}}{dt} = [^{182}\text{W}]_{\text{CHUR}} \frac{dM_{\text{tot}}}{dt} - D^{\text{W}} [^{182}\text{W}]_{\text{man}} \frac{dM_{\text{CO}}}{dt} + \lambda [^{182}\text{Hf}]_{\text{man}} M_{\text{man}}$$

添字の CHUR は Chondritic Uniform Reserver、 $D^{\text{W}}$  は W metal/silicate partition coefficient を意味する．

右辺は第 1 項が外部から増加量，第 2 項がコアから移動した量，第 3 項が放射線崩壊による増加量を表している．

$$[\text{W}]_{\text{man}} M_{\text{man}} + D^{\text{W}} [\text{W}]_{\text{man}} M_{\text{CO}} = [\text{W}]_{\text{CHUR}} M_{\text{tot}}$$

$$[\text{Hf}]_{\text{man}} M_{\text{man}} = [\text{Hf}]_{\text{CHUR}} M_{\text{tot}}$$

ただし， $D^{\text{W}} \& M_{\text{core}}/M_{\text{mantle}}$  の値は一定，また  $[^{182}\text{W}] \ll [^{184}\text{W}]$  とする．

- W と質量 M の関係 (Jacobson 2005; Dauphas & Pourmand 2011; HK & Dauphas 2013)

マントル中の  $^{182}\text{W}$  超過と質量には以下の関係が成り立つ．

$$\begin{aligned} \epsilon^{182}\text{W}_{\text{mantle}} &\equiv \left[ \frac{\left( \frac{^{182}\text{W}}{^{184}\text{W}} \right)_{\text{mantle}}}{\left( \frac{^{182}\text{W}}{^{184}\text{W}} \right)_{\text{CHUR}}} - 1 \right] \times 10^4 \\ &= q_{\text{W}} \left( \frac{^{182}\text{Hf}}{^{180}\text{Hf}} \right) f_{\text{mantle}}^{\text{Hf/W}} \lambda \times \int_0^t \left( \frac{M(t')}{M(t)} \right)^{1+f_{\text{mantle}}^{\text{Hf/W}}} \exp(-\lambda t') dt' \end{aligned} \quad (1)$$

以下は式中の定数部分の値についてである .

$$\begin{aligned} \epsilon^{182}\text{W}_{\text{Mars mantle}} &= 2.68 \pm 0.19 \\ f_{\text{Mars mantle}}^{\text{Hf/W}} &\equiv (\text{Hf/W})_{\text{mantle}} / (\text{Hf/W})_{\text{CHUR}} - 1 = 3.38 \pm 0.56 \\ q_{\text{W}} &\equiv ({}^{180}\text{Hf}/{}^{182}\text{W})_{\text{CHUR}} \times 10^4 = 1.07 \times 10^4 \\ ({}^{182}\text{Hf}/{}^{180}\text{Hf}) &= (9.72 \pm 0.44) \times 10^4 \\ \lambda &= 0.0779 \pm 0.0008 \text{ Myr}^{-1} \end{aligned}$$

● 惑星質量と  ${}^{182}\text{W}$  超過量

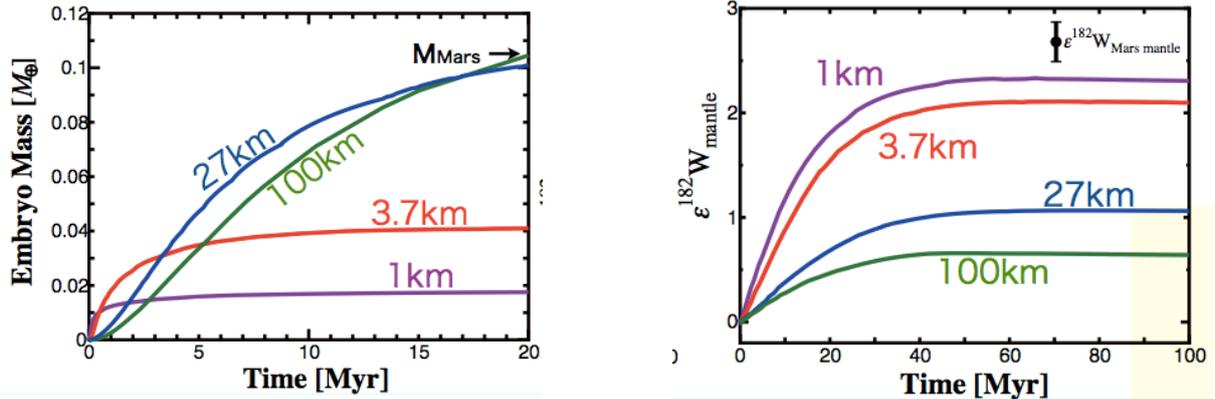


図 18  ${}^{182}\text{W}$  超過を考慮した最初質量円盤での微惑星成長のシュミレーション結果 (Kobayashi & Dauphas 2013) . 左図は Embryo の地球質量に対する比の時間進化を示している . また , 右図は  ${}^{182}\text{W}$  超過の時間進化を示した図である . 図中の線の色の違いはそれぞれ暴走成長開始時の初期の微惑星の大きさの違いである . 計算結果より火星質量程度の天体を作るには 100km の初期微惑星が必要であることが分かるが , 現在の火星の  ${}^{182}\text{W}$  超過と比べると少ない結果となってしまった .

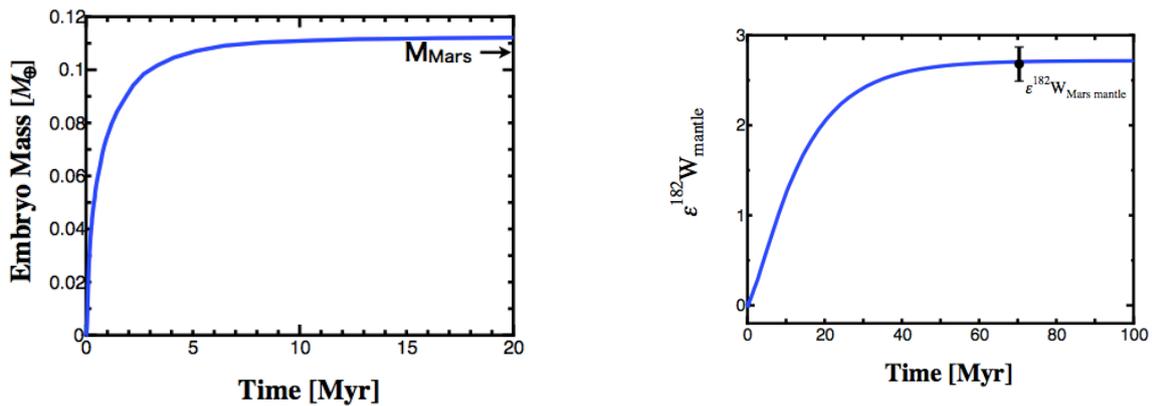


図 19  ${}^{182}\text{W}$  超過を考慮した 2.7 倍の最初質量円盤での微惑星成長のシュミレーション結果 (Kobayashi & Dauphas 2013) . (図 18 とは円盤の質量が異なる.) 暴走成長開始時の初期微惑星の大きさを 3.7km とした . 左図は Embryo の質量を , 右図は  ${}^{182}\text{W}$  超過の時間進化を示している . シュミレーションの結果から , 最小質量円盤の 2.7 倍の質量をもつ円盤で , 初期の微惑星が 3.7km から暴走成長を開始した場合には火星を再現することが可能であると言える .

- 惑星形成条件

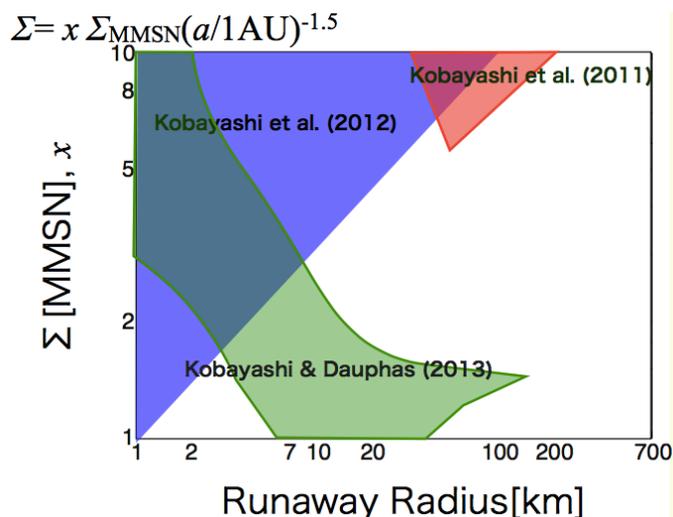


図 20 シュミレーション結果から求めた火星，木星，土星を再現するために必要な条件 (Kobayashi et al. 2011, 2012, Kobayashi & Dauphas 2013)．横時は暴走成長開始時の微惑星の大きさ，縦軸は最小円盤質量に対する円盤の質量比を示している．図の緑色が火星の，赤色が木星の，青色が土星を再現できる範囲になっている．この結果では3惑星すべてを同時に再現できる条件は存在しない．

- 乱流の強さと惑星の形成条件

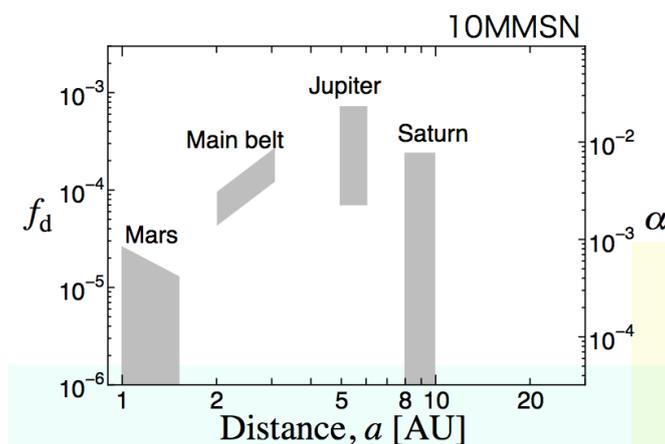


図 21 最小質量円盤の 10 倍の質量の円盤において火星，小惑星帯，木星，土星を再現するのに必要な乱流の強さの条件．図の灰色部分がそれぞれの天体を再現するために必要な条件領域である．木星の乱流粘性が大きいのは，弱い場合は暴走成長開始時の初期微惑星のサイズが大きくなるためである．

## 5 まとめ

- ダストから惑星まで，衝突合体によって成長させることが可能である．
  - ダストから惑星までの成長にはそれぞれのステージで異なる効果を考慮して計算をおこなった．
  - 内部密度を進化させることで中心星落下を防ぎ，微惑星へと成長させることが可能．
  - 微惑星形成には衝突合体以外にも永年不安定性やストリーミング不安定性といった説もある．
- 惑星形成は，円盤の質量や分布だけでなく乱流の強さにも大きく依存する．
  - 乱流の強さによっても成長の仕方が異なるため観測によるサイズから乱流の強さに制限が付けられるかもしれない．
- ガス散逸は惑星形成にとって重要であり，観測的に制約をつけることが可能かもしれない．
- 今後は惑星探査も含めることで，太陽系の起源や惑星形成シナリオの解明に進んでいく．

## 参考文献

- [1] Bottke, William F. et al. (2005). "The fossilized size distribution of the main asteroid belt". In: *Icarus*, Volume 175, Issue 1, p. 11-140.
- [2] Dauphas, N. and Gourmand, A. (2011). "Hf-W-Th evidence for rapid growth of Mars and its status as a planetary embryo". In: *Nature*, Volume 473, Issue 7348, pp.489-492.
- [3] Dauphas, N. and Gourmand, A. (2011). "Hf-W-Th evidence for rapid growth of Mars and its status as a planetary embryo". In: *Nature*, Volume 473, Issue 7348, pp.489-492.
- [4] Fendyke, Stephen M. and Nelson, Richard P. (2014). "On the corotation torque for low-mass eccentric planets". In: *MNRAS* 437, Issue 1, p.96-107.
- [5] Genda, H., Kobayashi, H., Kokubo, E. (2015). "Warm Debris Disks Produced by Giant Impacts during Terrestrial Planet Formation". In: *ApJ* 810, Issue 2, article id. 136, 8 pp.
- [6] Guillot, Tristan. (2005). "THE INTERIORS OF GIANT PLANETS: Models and Outstanding Questions". In: *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, vol. 33, p.493-530.
- [7] Higuchi, Aya. et al. (2017). "Detection of Submillimeter-wave [C i] Emission in Gaseous Debris Disks of 49 Ceti and Pictoris". In: *ApJ* 839, Issue 1, article id. L 4, 6 pp.
- [8] Jacobsen, Stein B. (2005). "The Hf-W Isotopic System and the Origin of the Earth and Moon". In: *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, vol. 33, p.531-570.
- [9] Kobayashi, Hiroshi. and Dauphas, Nicolas. (2013). "Small planetesimals in a massive disk formed Mars". In: *Icarus*, Volume 225, Issue 1, p.122-130.
- [10] Kobayashi, H. and Löhne, T. (2014). "Debris disc formation induced by planetary growth". In: *MNRAS* 442, Issue 4, p.3266-3274.
- [11] Kobayashi, Hiroshi., Ormel, Chris W. and Ida, Shigeru. (2012). "Rapid Formation of Saturn after Jupiter Completion". In: *ApJ* 756, Issue 1, article id. 70, 7 pp.
- [12] Kobayashi, Hiroshi, Tanaka, Hidekazu, and Krivov, Alexander V. (2011). "Planetary Core Formation with Collisional Fragmentation and Atmosphere to Form Gas Giant Planets". In: *ApJ* 738, Issue 1, article id. 35, 11 pp.

- [13] Le Petit, Franck. et al. (2006). "A Model for Atomic and Molecular Interstellar Gas: The Meudon PDR Code". In: ApJ 164, Issue 2, pp. 506-529.
- [14] Ogiwara, Masahiro. et al. (2015). "Formation of terrestrial planets in disks evolving via disk winds and implications for the origin of the solar system's terrestrial planets". In: A&A 579, id.A65, 8 pp.
- [15] Paardekooper, S.-J. et al. (2011). "A torque formula for non-isothermal Type I planetary migration - II. Effects of diffusion". In: MNRAS 410, Issue 1, pp.293-303.
- [16] Reidemeister (2013). PhD Th.
- [17] Suzuki, Takeru K. and Inutsuka Shuichiro (2009). "Disk Winds Driven by Magnetorotational Instability and Dispersal of Protoplanetary Disks". In: ApJ 691, Issue 1, pp. L49-L54.
- [18] Suzuki, Takeru K. et al. (2010). "Protoplanetary Disk Winds via Magnetorotational Instability: Formation of an Inner Hole and a Crucial Assist for Planet Formation". In: ApJ 718, Issue 2, pp.1289-1304.
- [19] Tanigawa, Takayuki. and Ikoma, Masahiro. (2007). "A Systematic Study of the Final Masses of Gas Giant Planets". In: ApJ 667, Issue 1, pp. 557-570.
- [20] Wahhaj, Zahed. et al. (2016). "The SHARDDS survey: First resolved image of the HD 114082 debris disk in the Lower Centaurus Crux with SPHERE". In: A&A 596, id.L4, 7 pp.