

Title

SHOHEI GODA<sup>1</sup> AND TARO MATSUO<sup>1</sup>

<sup>1</sup>Department of Earth and Space Science, Graduate School of Science, Osaka University, 1-1, Machikaneyamacho, Toyonaka, Osaka  
560-0043, Japan

(Received December 19, 2018; Revised December 19, 2018; Accepted December 19, 2018)

Submitted to ApJ

## ABSTRACT

太陽系外惑星の性質を統計的に理解することにより、惑星系の形成過程を明らかにすることが期待される。惑星系の重要なパラメータとして主星の金属量と惑星の質量がある。主星の金属量は、原始惑星系円盤における惑星の材料物質である微惑星の量を反映すると考えられている。金属量の高い主星の周りでは、コア集積により円盤ガスの散逸前までにコアの臨界質量に達するため巨大ガス惑星が形成されやすく、惑星の検出確率が主星の金属量と正の相関を持つ観測結果を説明できると考えられている。また、ボトムアップから惑星が成長するため、惑星質量が連続的に分布する傾向にあると予想される。他方、重力不安定による惑星形成は、原始惑星系円盤の質量と温度に依存するため、主星の金属量には強く依存しないと考えられる。また、ボトムアップからの形成でないため、惑星の質量分布も低質量から連続的に分布しないことが予想される。以上を踏まえて、私たちは主星の金属量の高い領域と低い領域における惑星分布を統計的に明らかにし、惑星形成過程を理解することを試みる。ここでは惑星検出の選択効果を考慮した上で議論を進めるため、金属量の高い(あるいは低い)惑星サンプルに対して金属量の低い(あるいは高い)惑星検出の選択効果を掛け合わせて惑星分布が選択効果に依存しないようにデータセットを作成した。そのデータセットに対して混合正規分布モデルで分類を行なった結果、金属量の違いに関わらず3木星質量と15木星質量付近を境に異なる集合として分布することがわかった。また、金属量の低い領域における惑星質量分布が低質量からの連続的なものではなく、高い領域のものと大きく異なることが分かった。さらに惑星の軌道離心率に関しても領域ごとの違いが見られ、惑星が誕生した後の進化過程が影響している可能性を示唆できた。本論では、統計的解析の過程について述べ、解析から得られた惑星分布の結果に対しての惑星形成過程を考察する。

*Keywords:* methods: data analysis – planets and satellites: terrestrial planets

## 1. INTRODUCTION

数十年前に太陽系内の惑星形成についての議論が発達し (Hayashi&Nakagawa 1985)、木星サイズの惑星に対して2つの形成理論が提案された。一つはコア集積であり (Perri & Cameron 1974; Mizuno 1980; Pollack et al. 1996)、もう一つは円盤不安定である (Kuiper 1951; Boss 1997; Mayer et al. 2002)。理論上、その二つの惑星形成過程は円盤の金属量に異なる依存性を示す。ここで金属量とは、水素原子に対する金属の数密度の比を表す。コア集積モデルの場合、コアの種となる部分が成長するため、この成長を促進する金属量の多い領域に対して起こりやすい (Ida & Lin 2004; Mordasini et al. 2012)。一方、円盤不安定による惑星形成の場合、円盤の冷却時間を長くするため、より厚い円盤を持つことが重要である。つまり厚い円盤を形成しやすいとされる、金属量の少ない領域に対して起こりやすい (Cai et al. 2006; Durisen et al. 2007)。ただし、観測された惑星系において、円盤の金属量と円盤不安定には相関がないと主張す

る論文 (Boss 2002) や、わずかながら正の相関があると提唱する論文 (Mayer et al. 2007) もある。木星型惑星のエンベロープは太陽のそれと比べて重元素で構成されているため (Young 2003)、コア集積モデルは木星型惑星に対して標準な形成過程として広く受け入れられている。

1995年に標準星の周りを周回している惑星が初めて発見されて以来 (Mayor & Queloz 1995)、広視野での視線速度法観測によって、太陽系外の巨大ガス惑星は金属量が豊富な主星の周りに存在しやすく (Santos et al. 2003; Fischer & Valenti 2005)、小さい惑星を持つ惑星系の金属量は、巨大ガス惑星を持つ惑星系の金属量に比べて少ないことが明らかにされた (Mayor et al. 2011; Wang & Fischer 2015)。中心星とその周りにある原始惑星系円盤は、同一の分子雲で構成されているため、ほとんどの巨大ガス惑星はコア集積を経由して形成されたと思われる (Ida & Lin 2004; Mordasini et al. 2012)。直接撮像によって発見された惑星の中には、コア集積で形成された惑星が惑星移動や惑星間による散乱によって広がったと説明す

るよりも、円盤の重力不安定によって形成されたと説明した方が納得のいく惑星も存在する (Dodson-Robinson et al. 2009)。一方、最近の論文によると 10 au 以遠の大質量コアはペブル集積によって形成される可能性があるため (Ormel & Klahr 2010; Lambrechts & Johansen 2012)、直接撮像された惑星はペブル集積モデルによって説明することもできる。こうしてこれらの惑星形成過程を用いることにより、幅広い多様な惑星系を説明することができる。

これまでに議論されてきた惑星形成過程は観測データの分布より考察されている。これは観測データによる分布が真の分布に近いことを仮定した場合を想定している。しかし、得られたデータの中には望遠鏡の観測精度や、目標天体に対する観測期間が十分でないデータも含まれており、その精度は金属量の違いによって偏りが生じている。精度の悪い観測や、短い観測期間によって検出可能な惑星には制限がついてしまう。つまり、これまでに発見されてきた惑星から得た分布には、選択効果によって欠損している領域の存在可能性がある。

本論では、この選択効果による影響が実際に惑星の分布にどの程度影響しているのかを議論し、その結果を元に巨大ガス惑星の形成過程について述べる。第2章では本論で採用した惑星サンプルの説明、および選択効果を考慮した場合の惑星データの扱い方について述べる。第3章では異なる金属量領域において惑星分布を分類し、それぞれの領域およびクラスターごとの惑星質量分布と軌道離心率分布を調べ、そこから言える惑星形成過程や進化について議論する。

## 2. METHOD

この章では、本研究の解析で使用する惑星サンプルのデータをどのように集め、制限したのかを述べ、金属量の違いによる選択効果の影響をどのように比較するのかを説明していく。

### 2.1. Preparing data

視線速度法で観測された惑星のリストと、その惑星による主星の視線速度、惑星の軌道周期、および軌道離心率の値を exoplanet.eu から取り出した。一方、主星の質量と金属量を Sweet-cat カタログから取り出し、Torres et al. (2008) に掲載されている式を用いて惑星質量の下限値を求めた。また、取り出した軌道周期と主星質量より、惑星の軌道長半径を求めた。主星の質量と金属量が不足しているデータに関しては、Casagrande カタログ (Casagrande et al. 2011) と Pdova カタログ (Calvi et al. 2011)、および Basti カタログ (参考文献が見つからない) から取り出し、Sweet-cat カタログとの相関を調べ、線形変換を行った。また、選択効果の指標となる各惑星系に対する観測精度と観測期間に関しては exoplanets.org から取り出した。観測期間と主星の質量によりその惑星系で見つけられる惑星の最大軌道長半径を求めることができ、その最大軌道長半径と主星質量、および観測精度により観測可

能な最小の惑星質量を求めることができる。その他欠損しているデータに関しては参考文献を参照した。

本研究の対象である巨大ガス惑星を選出するため、海王星サイズの惑星 (ガス矮星) やスーパーアースなどの小質量惑星のサンプルを取り除いていく。そのためにまず理論と観測による見解からガス惑星とガス矮星の境界質量を決定した。先行研究によると (Ida & Lin 2004)、海王星や天王星のように重いコアを持つガス矮星は、円盤ガスが晴れ上がった後に自身の軌道長半径の内側にある物質で形成されたコアと衝突することによって成長する可能性を持っている。しかし、このコアの成長は中心星からの距離に依存する重いコアによる散乱効果によって制限される。つまりガス矮星の質量はコアの成長を制限し始める散乱効果が起こる軌道長半径において最大になる。重いコアによる衝突確率を 0.1、コアの密度を  $0.1\text{g/cm}^3$  とすると、ガス矮星の最大質量は 0.37 木星質量くらいとなる。よって円盤の軌道傾斜角の影響を考えた場合、ガス矮星の質量の上限値は 0.1 から 0.3 木星質量であることが言える。一方、ガス惑星とガス矮星の間には Kepler のデータによって地球半径の 4 倍のところに境界があることが観測的に明らかにされている (Buchhave et al. 2012)。実験的な惑星の質量と半径の関係より、これはおよそ 150 地球質量に相当することがわかり Weiss et al. (2013)、上記の値とおおよそ一致することがわかった。以上の議論に基づき、本研究ではガス惑星とガス矮星の境界質量を 0.1 木星質量と定める。視線速度法で観測された全データに対しこれらの処理を施した結果、本研究では 520 個の惑星系と 623 個の惑星を扱っていく。

### 2.2. Selection bias

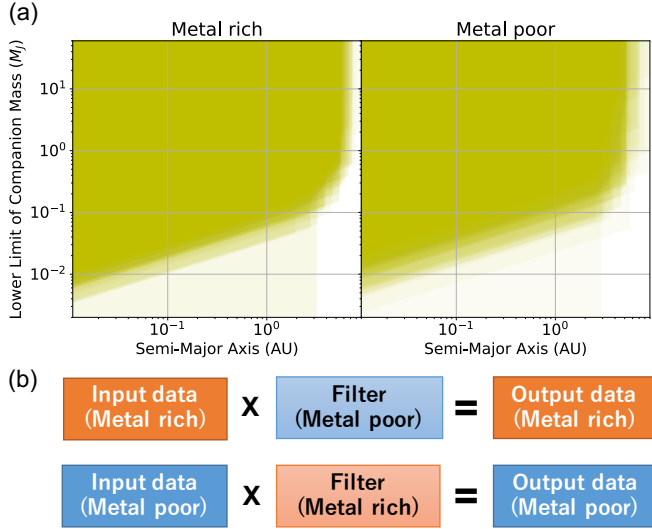
ある惑星系を観測する場合、望遠鏡の観測精度  $\sigma$ 、とその惑星系に対する観測期間  $\tau$  によって、検出可能な惑星の最大軌道長半径  $a|_{\max}$  と最小惑星質量  $M_p \sin i|_{\min}$  が以下のように求まる (Torres et al. 2008)。

$$a|_{\max} = M_*^{1/3} \tau^{2/3} \quad (1)$$

$$M_p \sin i|_{\min} = 4.919 \times 10^{-3} P^{1/3} (1 - e^2)^{1/2} M_*^{2/3} \sigma \quad (2)$$

ここで  $M_*$ ,  $P$ , および  $e$  はそれぞれ主星質量、惑星の軌道周期、および軌道離心率である。観測することで我々のところに届く信号は、星の信号に上記のような選択効果がかかったものとなる。しかし、この選択効果には金属量の値によって異なる影響を及ぼしている (図 1(a))。つまり、異なる金属量領域に分布する惑星には偏った選択効果が含まれている可能性があり、実際の惑星分布を考察する際には考慮すべき効果であることが言える。今回、この影響を取り除くために、金属量の高い (低い) 領域における惑星分布に、金属量の低い (高い) 領域の選択効果をかけ、その影響を無視したデータセットを作成した (図 1(b))。この二種類の領域における惑星分布を調べることで、選択効果の違いがどれだけ影響しているのかを考察する。もしこれらの分布に明らかな相違が見られれば、実際の分布も異なる分布をしていることが示せる。

一方、相違が見られなかった場合、選択効果の違いによる影響が惑星分布を歪めていることが示され、これまでの研究を見直す必要性が出てくるだろう。



**Figure 1.** (a) 高金属量領域と低金属量領域における検出限界。境界金属量は  $0.0[\text{Fe}/\text{H}]$  と設定した。各々の惑星系を観測した場合、黄色の領域にある惑星しか判別することができない。(b) データセット作成の流れ。それぞれの金属量領域における検出限界の違いをなくすためにお互いの選択効果をかけ、データを選択する。

### 3. RESULTS

この章では、異なる金属量領域に対する選択効果の違いによる影響がどの程度なのかを定量的に示し、それを踏まえた惑星分布に正規混合モデルを用いて分類した結果を示す。また、分類されたクラスター間の惑星質量分布と軌道離心率分布の違いを定量的に示し、その結果について議論する。

#### 3.1. Planet mass distribution

まず、異なる金属量における選択効果の違いによる影響の有無を調べるため、惑星質量分布が最も異なる場合の境界金属量を求め、その時の両領域の比較を行う。境界金属量を  $-0.7[\text{Fe}/\text{H}]$  から  $0.4[\text{Fe}/\text{H}]$  まで変動させ、それぞれの場合の高金属量のデータと低金属量のデータを作成し、惑星質量分布を AD 検定を用いて評価する。ここで、惑星パラメータの値は誤差を考慮してランダムに取り出し、選択効果も各サンプルにランダムにかけることで計算の偏りをなくし、最適な境界値が収束するのに十分な回数でシミュレーションを行った。その結果、最適な境界金属量は  $-0.09[\text{Fe}/\text{H}]$  であることがわかった。この境界金属量を元にデータを分割し、両領域における惑星分布を比較する。図 2 の (a) の左図は惑星の軌道長半径と質量の分布であり、右図は惑星質量の累積分布である。高金属量領域の分布と低金属量領域の分布を AD 検

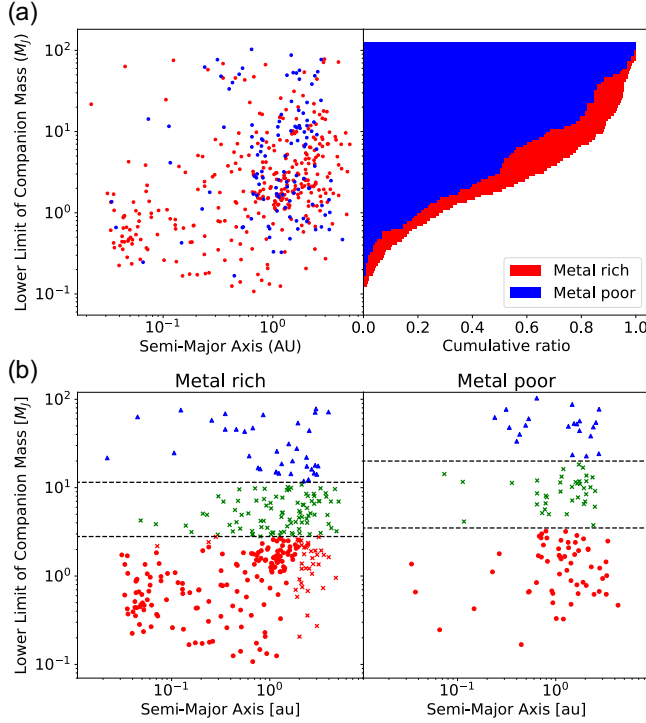
定したところ、p 値は  $5.6 \times 10^{-5}$  であった。この値は二つの分布が異なるものであることを十分に説明できる値である。つまり、選択効果の違いによる惑星分布への影響はなく、金属量の違いによって分布の仕方が異なることを示せた。

続いて、最適化された金属量の境界値を用いて惑星サンプルを二つの領域にわけ、それぞれの惑星分布を分類器を用いて分類していく。今回使用した分類器は正規混合モデルであり、これは各データ点がある値を中心に正規分布をしていることを仮定し、クラスターの数に応じて分類するものである（参考文献を入れる）。クラスター数を変動させ、それぞれのクラスター数におけるモデルを Bayesian Information Criterion (BIC) を用いて評価し、最適なクラスター数を求める。その結果、高金属量領域、低金属量領域共にクラスター数が 3 個の時に最適となり、その時の BIC の点数はそれぞれ 2644 と 1197 であった。図 2 の (b) は最適なクラスター数の時にそれぞれの金属量領域の惑星分布を分類した結果であり、黒の点線は 3 つの領域を隔てる惑星質量の境界線である。高金属量領域の場合、境界線は  $2.8M_J$  と  $11.5M_J$  に引かれ、低金属量領域の場合は  $3.5M_J$  と  $20.0M_J$  に引かれた。

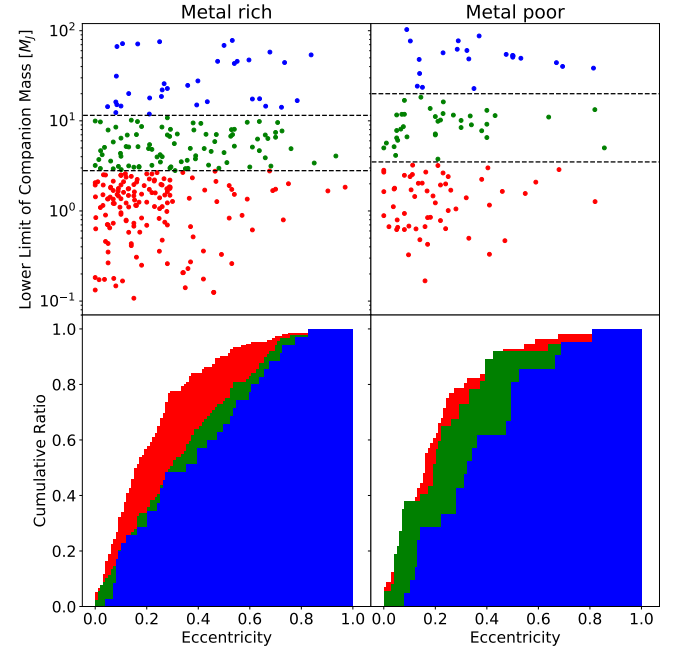
#### 3.2. Eccentricity distribution

図 3 の上図は、GMM で分類して得られた境界質量により惑星分布を分類した惑星の軌道離心率と質量の散布図である。下図は軌道離心率の累積分布をそれぞれの領域で表したものである。低金属量側を見ると、高質量領域は他の領域と比べ離心率分布が一樣であることがわかる。実際に p 値をとると、高質量領域と低・中質量領域を比べた場合、それぞれ  $2.3 \times 10^{-3}$  と  $1.1 \times 10^{-2}$  であった。これは高質量領域の惑星が、このような分布になると考えられる。一方、高金属量側の分布では中・高質量領域の惑星が一樣に分布していることがわかる。低質量領域と中・高質量領域の p 値をとると、それぞれ  $1.6 \times 10^{-5}$  と  $4.4 \times 10^{-4}$  であった。これは金属量の高い惑星系において惑星同士の重力散乱が中質量の惑星で起きていることを示唆する。なぜならコア集積モデルを考えた場合、金属量の豊富な領域ではより多くのコアが形成され、一つの系に複数の巨大ガス惑星が形成される可能性が高くなるからである。





**Figure 2.** (a) 左図は最適な境界金属量で分けた二つの金属量領域の惑星分布。赤色の点と青色の点はそれぞれ高金属量領域と低金属量領域の惑星データである。右図はそれぞれの金属量領域の惑星質量を累積分布で表示したもの。高金属量領域の惑星が低質量側から連続的に惑星数が増えているのに対し、低金属量領域の惑星質量は一樣に分布しているのがわかる。(b) それぞれの金属量領域における惑星分布を正規混合モデルを用いて分類した結果。図中の記号は分類した時の各クラスターラベルに相当しており、赤、緑、および青色は各境界質量で分けられた低質量領域、中質量領域、および高質量領域の惑星データを表している。黒の破線はその境界質量を示している。



**Figure 3.** 惑星の軌道離心率と質量の散布図（上図）と、軌道離心率の累積分布（下図）。図 2 の (b) と同様、GMM による分類で得られた惑星質量の境界線を元に色分けをしており、上下の図に対応させている。

## REFERENCES

- Boss, A. P. 1997, *Science*, 276, 1836
- Boss, A. P. 2002, *ApJL*, 567, L149
- Buchhave, L. A., Latham, D. W., Johansen, A., et al. 2012, *Nature*, 486, 375
- Cai, K., Durisen, R. H., Michael, S., et al. 2006, *ApJL*, 636, L149
- Calvi, R., Poggianti, B. M., & Vulcani, B. 2011, *MNRAS*, 416, 727
- Casagrande, L., Schönrich, R., Asplund, M., et al. 2011, *A&A*, 530, A138
- Dodson-Robinson, S. E., Veras, D., Ford, E. B., & Beichman, C. A. 2009, *ApJ*, 707, 79
- Durisen, R. H., Reipurth, V., Jewitt, K., et al. 2007, Univ. of Arizona Press, Tucson 951, 607-622
- Fischer, D. A., & Valenti, J. 2005, *ApJ*, 622, 1102
- Hayahi, C., Nakazawa, K., & Nakagawa, Y. 1985, Formation of the solar system. Protostars and Planets II. Tucson AZ, University of Arizona Press 1100-1153
- Ida, S., & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 604, 388
- Ida, S., & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 616, 567
- Kuiper, G. P. 1951, *Proceedings of the National Academy of Science*, 37, 1
- Lambrechts, M., & Johansen, A. 2012, *A&A*, 544, A32
- Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355

- Mayer, L., Quinn, T., Wadsley, J., & Stadel, J. 2002, *Science*, 298, 1756
- Mayer, L., Lufkin, G., Quinn, T., & Wadsley, J. 2007, *ApJL*, 661, L77
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, [arXiv:1109.2497](https://arxiv.org/abs/1109.2497)
- Mizuno, H. 1980, *Progress of Theoretical Physics*, 64, 544
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., Klahr, H., & Henning, T. 2012, *A&A*, 541, A97
- Ormel, C. W., & Klahr, H. H. 2010, *A&A*, 520, A43
- Perri, F., & Cameron, A. G. W. 1974, *Icarus*, 22, 416
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., & Udry, S. 2003, *A&A*, 398, 363
- Torres, G., Winn, J. N., & Holman, M. J. 2008, *ApJ*, 677, 1324
- Wang, J., & Fischer, D. A. 2015, *AJ*, 149, 14
- Weiss, L. M., Marcy, G. W., Rowe, J. F., et al. 2013, *ApJ*, 768, 14
- Young, R. E. 2003, *NewAR*, 47, 1

## APPENDIX