

中質量赤色巨星による惑星飲み込み

○ 國友正信¹, 生駒大洋¹, 佐藤文衛¹, 勝田豊², 井田茂¹

¹ 東京工業大学, ² 北海道大学

1 概要

1.5-3 太陽質量の赤色巨星周りには短周期惑星は発見されていない。本研究では、中心星が主系列星から巨星へと進化する間に、短周期惑星が中心星に飲み込まれた可能性を追求する。ここでは、惑星に与える影響として中心星変形による潮汐力と中心星の質量損失を考慮し、惑星の軌道進化を数値計算した。結果として、惑星が飲み込まれない限界の軌道長半径 (a_{crit}) は、中心星質量が 1.7 から 2.1 太陽質量の間で大きく変わることを明らかにした。さらに観測と比較した結果、本研究で求めた限界は観測と矛盾しないが、必ずしも巨星による惑星飲み込みだけでは巨星周りの惑星の特徴を説明できないことがわかった。

2 背景

2.1 中質量赤色巨星周りの惑星の分布

現在までに 500 を超える系外惑星が検出されている (<http://exoplanet.eu/>)。そのほとんどが太陽と同程度の質量、年齢の主系列星（以下、太陽型主系列星）、あるいは太陽に比べ低質量の主系列星の周りで見つかっており、太陽より重い BA 型主系列星周りに惑星は検出されてこなかった。

このことは、必ずしも BA 型主系列星周りに惑星が存在しないことを示しているわけではなく、視線速度法に起因すると考えられる。BA 型主系列星は表面が高温であること、一般に高速自転していることにより、視線速度法で観測するのには適していない。しかし、BA 型主系列星が進化し GK 型巨星になると、表面温度は低下し、自転速度も遅くなるため、惑星が検出できるようになる。

近年の視線速度観測により、GK 型巨星周りに巨ガス惑星が検出されてきたが、0.6AU 以内の短周期惑星が欠乏していることが明らかになった (Sato et al. 2010)。このような欠乏は、ホットジュピターが数多く検出されている太陽型主系列星周りには見られなかった (図 1)。

この欠乏の原因として、2つの可能性が考えられる。

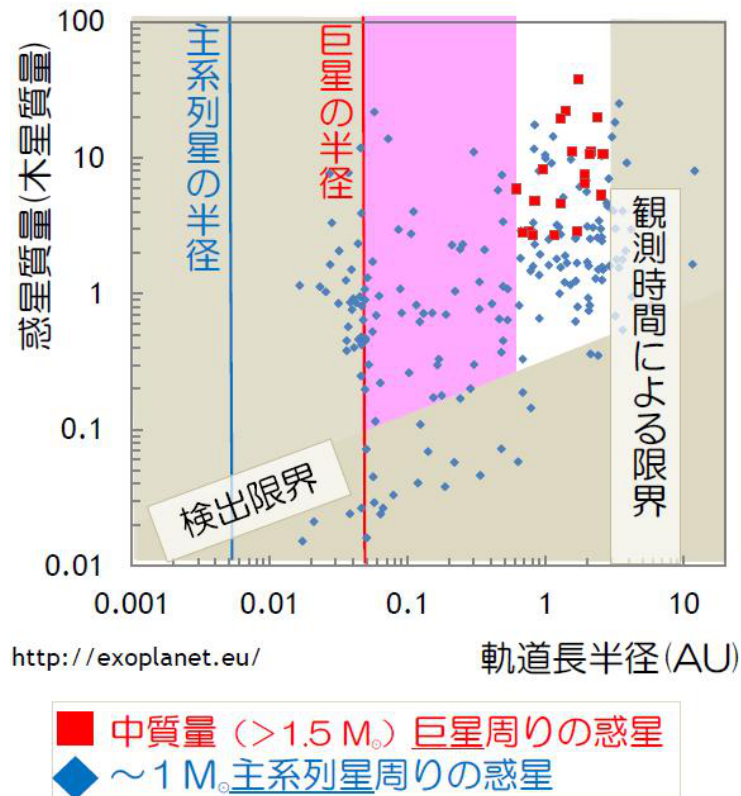


図1 太陽型星と中質量巨星周りの惑星の分布。青の点が太陽型主系列星、赤の点が中質量巨星周りの惑星の分布を表す (e.g., Sato et al 2008, <http://exoplanet.eu/>)。

- 太陽より重い星の周りではもともと短周期惑星が形成されない (e.g., Burkert & Ida (2007), Currie 2009, Alibert et al. (2011))
- 中心星の進化に伴い、短周期惑星が軌道進化した (e.g., Sato et al. (2008a), Villaver & Livio (2009))

本研究では、後者の軌道進化した可能性について調べる。

2.2 惑星飲み込み

中心星は中心で水素を燃やし尽くすと、主系列星から準巨星、赤色巨星 (RGB 星) へと進化する。中心でヘリウムが燃え出すとヘリウム燃焼段階 (HeB 星) と呼ばれるが、惑星が多く検出されているクランプ星はほとんどが HeB 星であると考えられている。HeB 星になる前の RGB 段階では中心星は半径を増大させること、質量放出率が大きくなること等により惑星の軌道は進化すると考えられる。

赤色巨星周りの惑星の軌道進化は、Vila (1984), Sackmann et al. (1993), Rasio et al. (1996) らによって、特に地球の運命に着目し調べられてきた。これらに基づき、Sato et al. (2008a), Villaver & Livio (2009) らによって中質量赤色巨星周りの惑星の軌道進化が

調べられた。惑星の軌道は主に中心星変形による潮汐と中心星の質量放出により進化し、短周期惑星は中心星に向かって落下し中心星に飲み込まれることが示された（惑星飲み込み）。Villaver & Livio (2009) では飲み込まれない最小の軌道長半径 (a_{crit}) が求められた。例えば、木星質量の惑星の a_{crit} は4つの中心星質量 (M_{\star}) に対し (1, 2, 3, 5 M_{\odot})、それぞれ 3.0, 2.1, 0.18, 0.45 AU と求められた。彼らは観測との詳細な比較もなしに、中質量星周りの短周期惑星の欠乏は軌道進化で説明できると結論づけている。

本研究では、惑星飲み込み理論を検証するため、シミュレーションによって求めた惑星の生存限界 (a_{crit}) と観測結果を詳細に比較する。惑星が検出された巨星はほとんどが $\sim 1.5 - 3M_{\odot}$ であること、この質量範囲では RGB での最大半径は中心星質量によって大きく変わりうること (e.g., Kippenhahn & Weigert (1990)) から、この質量範囲での詳細な比較が必要である*1。

3 計算モデル

Sato et al. (2008a), Villaver & Livio (2009) に従い、中心星の進化に伴う惑星の軌道長半径 (a) の進化を調べる。本研究でも先行研究と同様に、惑星の軌道は円軌道であり (軌道離心率 $e = 0$)、中心星の自転は完全に止まっていると仮定する。本研究では軌道長半径の進化に注目している。中質量巨星周りの短周期惑星の離心率は大きくても 0.25 程度であり、軌道長半径の進化に大きな影響は及ぼさないと考えられる。また中心星の自転は、RGB 段階に入り半径が大きく膨張すると、非常に遅くなるため、簡単のため中心星の自転は止まっているとする。

惑星の軌道進化に与える影響として中心星変形による潮汐と中心星の質量放出を考慮すると、軌道長半径の進化は以下のように表す事ができる：

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right) = -6\frac{k}{T}q(1+q)\left(\frac{R_{\star}}{a}\right)^8 - \frac{\dot{M}_{\star}}{M_{\star}}. \quad (1)$$

右辺第一項が中心星変形による潮汐 (Hut (1981))、第二項が質量放出による効果を表している。

ここで R_{\star} は中心星の半径、 G は万有引力定数、 k は中心星の近点運動定数 (apsidal motion constant)、 $q = M_p/M_{\star}$ は中心星と惑星の質量比、 M_{\star} は中心星の質量、 M_p は惑星の質量、 T は中心星で潮汐散逸が起こるタイムスケールである。 k, T については、Zahn (1977), Rasio et al.(1996), Villaver & Livio (2009) に従い、以下のように定義する。

$$k = \frac{f}{6} \frac{M_{\text{env}}}{M_{\star}}, \quad (2)$$

*1 (??) 式を見ればわかるように、中心星変形による潮汐は中心星半径に強く依存するため、惑星飲み込みの生存限界は中心星半径に強く依存する。

ここで M_{env} は対流層に含まれる質量であり、Zahn's f value は以下のように定義される：

$$f = \min \left[1, \left(\frac{P}{2T} \right)^2 \right]. \quad (3)$$

P は軌道周期であり、 f value は潮汐周期 ($= P/2$) が潮汐散逸のタイムスケールよりも短く、潮汐周期一周期あたりのエネルギー散逸率を減少させるパラメーターである。 T については

$$T = \left[\frac{M_{\text{env}}(R_{\star} - R_{\text{env}})^2}{3L_{\star}} \right]^{1/3} \quad (4)$$

とする。 R_{env} は中心星の中心から対流層下端までの半径である。

(1) 式の右辺第二項に含まれる中心星の質量放出率については、Reimers の式

$$\dot{M}_{\star} = 4 \times 10^{-13} \eta_R \frac{L_{\star} R_{\star}}{M_{\star}} \quad (5)$$

を用いる (Reimers (1975))。質量放出の機構については未だ理解が進んでいないが、Reimers の式に含まれる不定性は Reimers パラメーター η_R に押し込められている。

(??) 式をゼロ年齢主系列 (ZAMS) から AGB thermal pulse が始まるまで計算する。その際に中心星の物理量の時間進化 (i.e., $M_{\star}(t)$, $R_{\star}(t)$, $L_{\star}(t)$, $\dot{M}_{\star}(t)$, $M_{\text{env}}(t)$, $R_{\text{env}}(t)$) が必要になるが、それらについては恒星進化コード MESA version 2258 (Paxton et al. (2011)) を自ら計算した。混合距離パラメーター $\alpha = 1.5$, $\eta_R = 0.6$ とした。

4 結果

4.1 軌道進化

図 2 は、 $M_{\star} = 1.8M_{\odot}$, 金属量 $Z_{\star} = 0.02$ の中心星の周りを、 $M_p = 1M_J$ (木星質量) の惑星が様々な初期軌道長半径の場合に、どのように軌道進化するのかを表している。

図 2 から、 $1.8M_{\odot}$ の星は RGB 段階で最大 $\sim 0.5\text{AU}$ まで膨張する。それに伴う惑星の軌道進化は 3 つに分類できることがわかる。まず、(1) 式からわかるように、RGB 段階に入り中心星半径が急激に増大すると潮汐力も強くなるため、初期に 1.1AU より内側だった惑星は中心星に飲み込まれている。次に、 1.1 , 1.2AU だった惑星は軌道長半径は減少するが飲み込まれないことがわかる。 2AU だった惑星は質量放出の影響により軌道が外側へ移動している。ただし、中質量星の質量放出は $1M_{\odot}$ に比べると小さく、軌道が外側へ移動する効果は限定的であることがわかる。

ここで、HeB の終わりまでに惑星が飲み込まれない最小の初期軌道長半径を a_{crit} と定義する。図 2 の場合では $a_{\text{crit}} = 1.1\text{AU}$ となる。

観測と比較するため、この生存限界 a_{crit} を様々な中質量巨星に対して求めた。

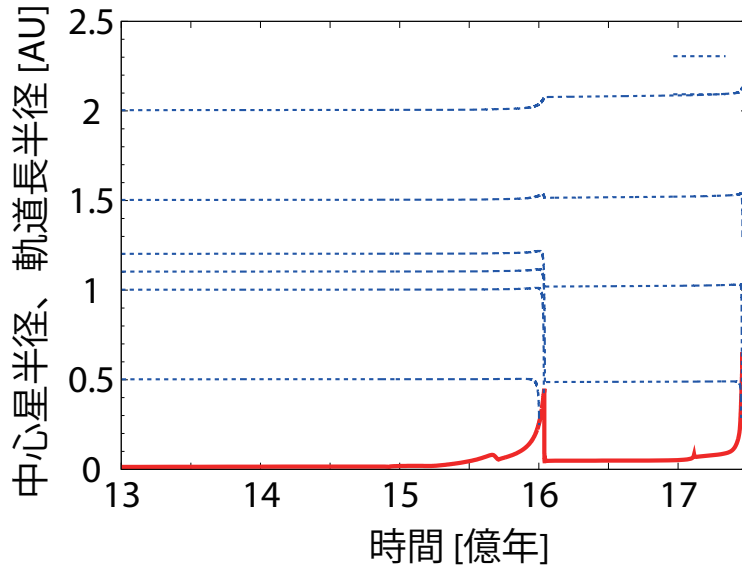


図2 $M_{\star} = 1.8M_{\odot}$, $M_p = 1M_J$, $Z_{\star} = 0.02$. 実線が中心星半径の時間進化、破線が惑星の軌道長半径を表す。短周期惑星は RGB 段階で中心星に飲み込まれていることがわかる。

4.2 a_{crit} の中心星質量に対する依存性

図3は RGB での最大半径 (R_{tip})、 $M_p = 1, 20M_J$ の惑星に対する生存限界 a_{crit} が、様々な質量の中心星の場合にどのように変化するかを表している。

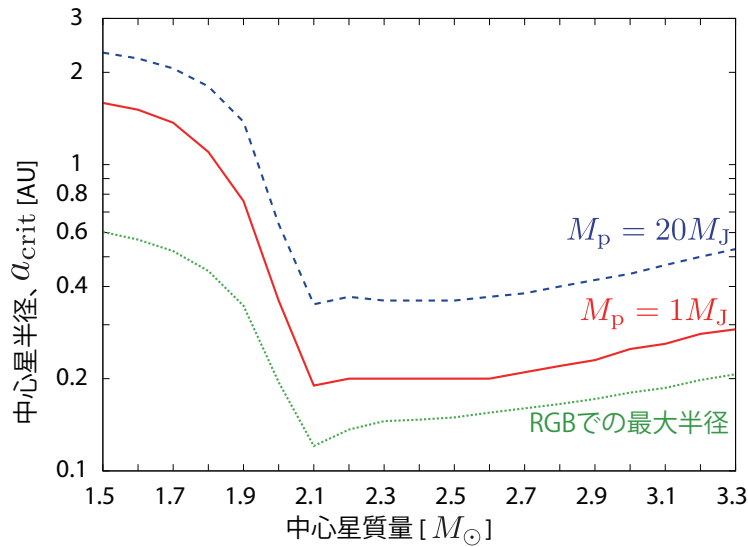


図3 点線が中心星半径の RGB での最大半径、実線が $M_p = 1M_J$ 、破線が $M_p = 20M_J$ の惑星に対する生存限界 a_{crit} を表す。 $Z_{\star} = 0.02$.

まず、 a_{crit} は R_{tip} と似た形をしていることがわかる。これは潮汐が中心星半径に強く依存しているためである ((1) 式)。これらが完全に並行になっていないのは、3 で導入し

た Zahn's f value によると考えられる。高質量側では短周期惑星の潮汐周期（軌道周期の半分）が潮汐散逸のタイムスケールより短くなることで一周あたり潮汐散逸率が下がり、 a_{crit} も小さくなっている。

ここで、図 3 から、 $1.7 - 2.1M_{\odot}$ の狭い質量範囲で a_{crit} はおよそ一桁もの急激な変化を示していることがわかる。これは R_{tip} が急激に変化していることに対応する。 R_{tip} の急激な変化は、ヘリウムコアが縮退するほど密度が大きくなるかどうかによっている。 $M_{\star} \lesssim 2M_{\odot}$ の低質量側では RGB 段階で縮退するほどヘリウムコアの密度が大きくなるため、 R_{tip} は非常に大きくなる。一方、 $M_{\star} \gtrsim 2M_{\odot}$ の高質量側では、縮退するほど密度が高くなる前にヘリウム燃焼し始めるため、 R_{tip} は比較的小さい。

先行研究では様々な中心星質量に対する生存限界を詳細に調べることはしていなかったため、 a_{crit} が狭い質量範囲で急激に変化することは本研究で初めて明らかになった。

4.3 a_{crit} の惑星質量、中心星金属量に対する依存性

$M_{\star} \sim 1.5 - 3M_{\odot}$ の巨星周りに検出された惑星は $M_p \sim 2 - 20M_J$ であり、またその中心星の金属量は $Z_{\star} \sim 0.01 - 0.03$ である。これらの観測結果と比較するため、 a_{crit} の惑星質量、中心星金属量に対する依存性も調べた。

図 3 より、惑星質量が $1M_J$ から $20M_J$ に増大すると、 a_{crit} が増大することがわかる。(1) 式から、惑星質量が大きくなると潮汐力が大きくなるためであると考えられる。

次に、図 4 より、惑星が検出された中質量赤色巨星の中心星金属量の範囲では a_{crit} は大きく変化しないことがわかった。 Z_{\star} が小さくなると a_{crit} が小さくなっていることがわ

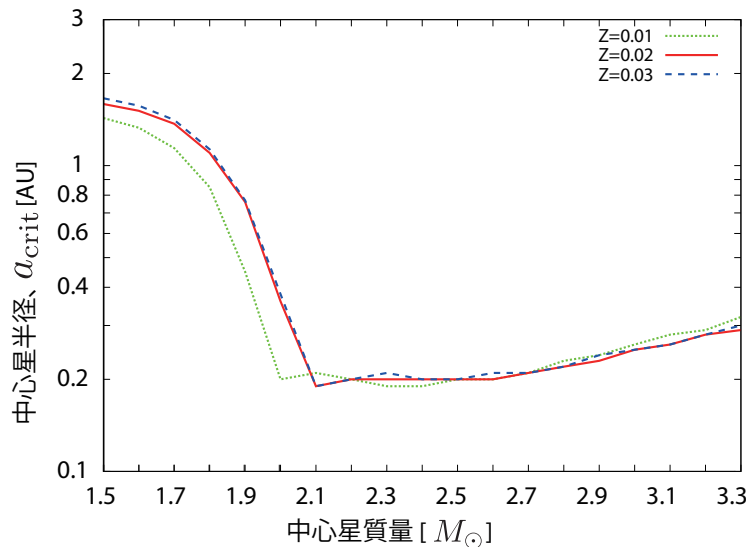


図 4 a_{crit} の中心星金属量による違いを表している。点線、実線、破線がそれぞれ $Z_{\star} = 0.01, 0.02, 0.03$ の中心星に対する $M_p = 1M_J$ の惑星の a_{crit} を表す。

かるが、これも R_{tip} によると考えられる。 R_{tip} は金属量が減少すると小さくなる傾向が

あるが、これには2つの影響があると考えられる：

- 金属量が小さくなると opacity が減少し、光の吸収が抑えられる
- CNO サイクルに用いる重元素が減少することで、水素燃焼殻でのエネルギー生成効率が落ちる。

ただし、金属量を変えても同じ質量の星の光度は大きく変化しないため、前者が寄与しているものと考えられる。

5 観測との比較

以上の結果を踏まえ、 a_{crit} と観測結果の比較を行う。

図5が中質量赤色巨星周りに検出された惑星の分布と、 $M_p = 6M_J, Z_\star = 0.01$ の場合の a_{crit} を比較した図である。 $M_\star = 1.5 - 3.3M_\odot$ の巨星周りで検出された最も短周期

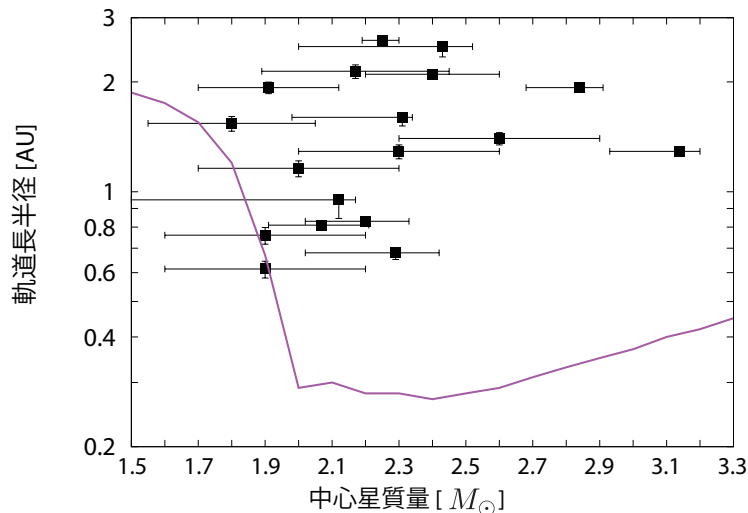


図5 中質量赤色巨星 (HeB 星) 周りに検出された惑星 (点) と $M_p = 6M_J, Z_\star = 0.01$ の場合の a_{crit} (実線) の比較。

の惑星がおよそ $6M_J$ であり、その中心星が $Z_\star \simeq 0.01$ であることから、この a_{crit} を用いた。

この図から2つの結論が導かれる。まず、観測に含まれる誤差を考慮すれば、 a_{crit} の内側に惑星は見つかっていないことがわかる。このことから、惑星飲み込みの理論と観測結果は矛盾しないことがわかる。

しかし、 $2.5M_\odot$ より重い巨星周りには a_{crit} よりもかなり外側まで短周期惑星が存在しないことがわかる。この欠乏は、惑星飲み込み理論に含まれる恒星進化モデルの不定性や潮汐の不定性を考慮しても存在するようである (see Kunitomo et al. (2011))。高質量側ではまだ観測点が少ないが、視線速度観測ではより短周期の惑星の方が検出しやすいはず

であり、この欠乏が本当に存在するとすれば、惑星形成プロセスによるものであると考えられる。

6 まとめ

本研究では、中心星の進化と惑星の軌道進化を数値計算し、惑星が RGB 及び HeB 段階で中心星に飲み込まれない生存限界を求めた。さらに、求めた生存限界と中質量赤色巨星周りに検出された惑星の観測結果を詳細に比較した。その結果、ほとんどの惑星は生存限界の外側に存在することが明らかになったが、 $2.5M_{\odot}$ 以上の高質量側では惑星は生存限界のかなり外側にしか見つからないことが明らかになった。これらの結果から、惑星飲み込みは確かに起こっていると考えられるが、短周期惑星の欠乏は惑星飲み込みだけでは説明できないようだ。高質量側の巨星周りに検出された惑星の数がまだ少ないが、この結果が本当であるとすれば惑星形成プロセスに大きな示唆を与える。今後の巨星周りの惑星サーベイにより、惑星が数多く検出されることが期待される。

参考文献

- [1] Burkert, A., & Ida, S. 2007, ApJ, 660, 845
- [2] Currie, T. 2009, ApJL, 694, L171
- [3] Hut, P. 1981, A&A, 99, 126
- [4] Kippenhahn, R., & Weigert, A. 1990, in Stellar Structure and Evolution (Berlin: Springer-Verlag), 468
- [5] Kunitomo, M., Ikoma, M., Sato, B., Katsuta, Y., & Ida, S. 2011, ApJ, 737, 66
- [6] Paxton, B., Bildsten, L., Dotter, A., Herwig, F., Lesaffre, P., & Timmes, F. 2011, ApJS, 192, 3
- [7] Rasio, F. A., Tout, C. A., Lubow, S. H., & Livio, M. 1996, ApJ, 470, 1187
- [8] Reimers, D. 1975, in Problems in Stellar Atmospheres and Envelopes, ed. B. Baschek, W. H. Kegel, & G. Traving (New York: Springer), 229
- [9] Sato, B., et al. 2008a, PASJ, 60, 539
- [10] Sato, B., et al. 2010, PASJ, 62, 1063
- [11] Sackmann, I.-J., Boothroyd, A. I., & Kraemer, K. E. 1993, ApJ, 418, 457
- [12] Villaver, E., & Livio, M. 2009, ApJL, 705, L81
- [13] Zahn, J.-P. 1977, A&A, 57, 383