

連星系の惑星探し

豊田英里^[1]

伊藤洋一^[1]、石隈慎一郎^[1]、村多大輔^[1]、大朝由美子^[1]、佐藤文衛^[2]、向井正^[1]

[1]神戸大学自然科学研究科、[2]国立天文台岡山

1.系外惑星とは

太陽以外の恒星の周りを公転する惑星を系外惑星と呼ぶ。1995年に世界で初めての系外惑星が発見されてから[1]、これまでに200を超える惑星が検出されている[2]。それらの中には、我々の太陽系とは非常に異なった様相をしているものも数多く見つっている。例えば、木星のような巨大ガス惑星が、10日以下という超短周期で公転するホットジュピター(図1。木星質量よりも軽いものは、ホットサターン、ホットネプチューンと呼ばれる)や、彗星のような楕円軌道を描いて公転するエキセントリックプラネット(図2)と呼ばれるものがある。また、太陽系のように、複数の惑星を従える系も見つっている。さらに近年では、観測精度の向上により、数地球質量程度の軽い惑星も検出できるようになってきた。

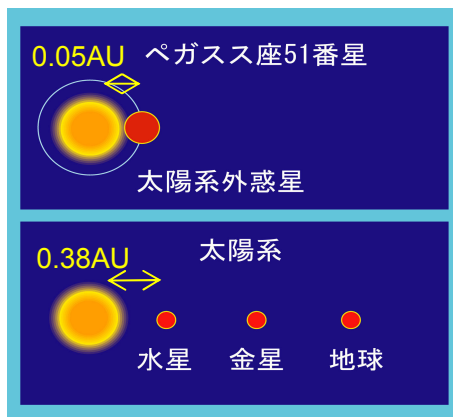


図1.ホットジュピター

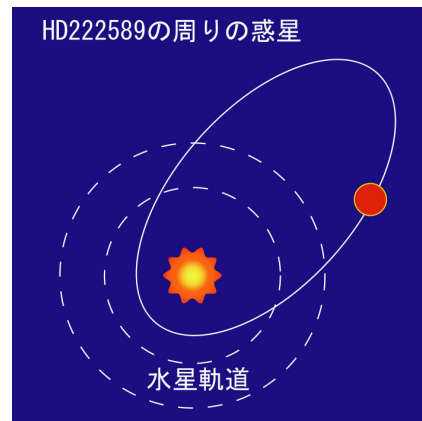


図2.エキセントリックプラネット

2.系外惑星の検出方法

我々は、惑星の検出方法としては、ドップラーシフト法を用いている。太陽系の場合、「太陽系の惑星は、太陽を中心に公転している」という表現がよく使われるが、太陽と惑星は万有引力で引き合っているため、実際には、互いの共通重心の周りを公転している。従って、太陽系外から見た場合、中心星である太陽自身もわずかではあるが、周期的な速度変化を示す。この速度変化の視線方向の成分を捉える方法が、ドップラーシフト法である。例えば、太陽系最大の惑星である木星による太陽の視線速度変化は、およそ13m/s程度、地球によるものは、さらに小さく、10cm/s程度であることがわかっている。

共通重心を公転する中心星が、我々の方に近づいてくるときは短波長側に波長がずれ(ブルーシフト)、遠ざかるときは長波長側にずれる(レッドシフト)(図 3)。例えば、木星による太陽の視線速度変化 13m/s の場合、5000Å の可視光で見るとたった 0.0002Å 程度しかずれない。この微小な波長変化量を捉えるためには、非常に精密な物差しが必要となる。そこで、我々は、ヨードセルを用いている。ヨードセルとは、ヨウ素の気体を封じ込めた直径 5cm ほどのガラス容器である(図 4)。分光器のスリットの入り口にこのセルを取り付けて、星からやってきた光をセルを通して分光することにより、星+ヨウ素のスペクトルが観測データとして得られる。ヨウ素は、観測波長領域(5000~6000Å)に数万本ものシャープな吸収線を持つので、たいへん精度が良い目盛りとして使用できる。このヨウ素の吸収線を基準にして星の吸収線のシフト量を測定することにより、星の吸収線のドップラーシフト量を高精度で測定することができる。

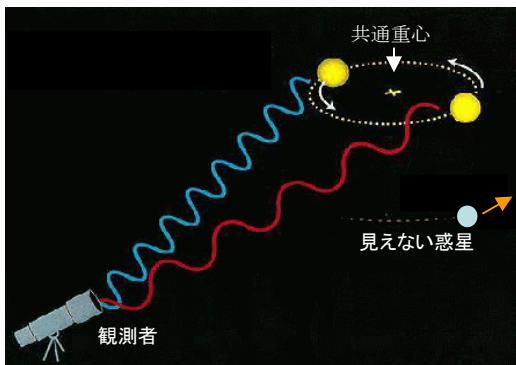


図 3. 中心星のドップラーシフト

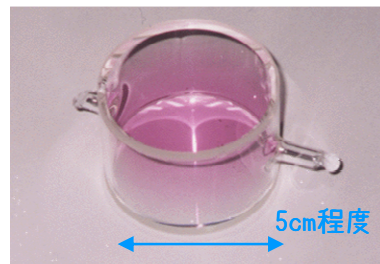


図 4. ヨードセル

3. 連星系に存在しうる惑星の種類

連星系に存在しうる惑星は、2種類あげられる。一つ目は、主星か伴星のどちらか一方の周りを公転する惑星で、circumstellar planet(Sタイプ)と呼ばれている(図 5)。現在までに連星系で検出されている惑星は全て S タイプの惑星で、主星と伴星の両天体が惑

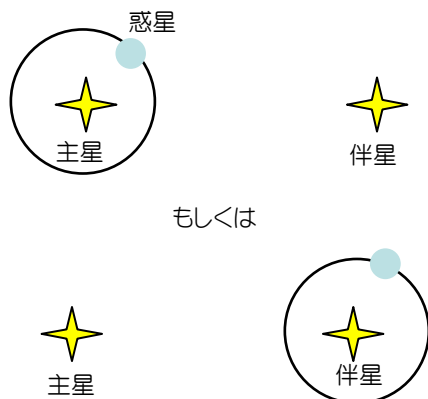


図 5. circumstellar planet(Sタイプ)

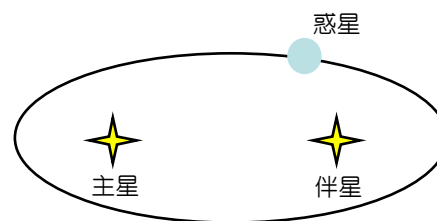


図 6. circumbinary planet(Pタイプ)

星を持つ系はまだ検出されていない。二つ目は、主星と伴星のさらにその周囲を公転する惑星で、**circumbinary planet**(Pタイプ)と呼ばれる(図6)。Pタイプの惑星は、現時点ではまだ検出されていない。この一因として、これまでに観測対象として選ばれてきた連星系は、軌道長半径が100天文単位以上の長周期連星ばかりであったため、観測バイアスにより検出が不可能であったことが考えられる。しかし、近年では、短周期連星を対象とした惑星探査も行われるようになってきたので、もしPタイプの惑星が存在するのであれば、検出することは可能である。

4.連星系に注目する理由

太陽型星の半数以上が連星系であると言われていたにもかかわらず[3][4]、現在までに検出されている系外惑星約200個のうち、連星系に存在するものは40個ほどしかない[5][6][7]。その一因として、連星系では惑星が力学的に安定な状態で存在できないと考えられていたため、太陽のような単独星ほど惑星探査観測が精力的に行われてこなかったことがあげられる。しかし、近年の理論研究から、軌道長半径が大きい連星系では、惑星が力学的に安定な状態で長期間存在できることが判明した[8]。例えば、円軌道で質量が等しい連星系の場合、連星の軌道長半径の4分の1以下の軌道半径を持つ惑星が安定な状態で存在できることがわかっている。

また、近年の観測からは、連星系と単独星との場合で、検出された惑星の軌道要素の分布に違いがあることが示唆されている[5][7][9]。例えば、周期40日以下で2木星質量よりも重い惑星は、連星系でしか見つかっていない。ドップラーシフト法では、中心星に近くて重い惑星ほど容易に検出できるので、明らかに観測バイアスではないと言える。上記の違いは、両者の惑星の形成メカニズム・進化の違いを示唆している可能性がある。しかし、連星系における惑星形成モデルはまだ構築されておらず、単独星の惑星形成モデルと比較して不明瞭な点が多い。また、始めに述べたように、連星系での惑星検出数が単独星と比べてまだ少ないため、この傾向が本当に正しいか否かさえまだ明らかにはなっていない。

以上のことから、連星系の惑星形成や進化、単独星で検出された惑星との違いについて調べるためにも、連星系に存在する惑星は、ますます重要なものとなってきていると言える。

5.観測

観測は、2003年度から、岡山天体物理観測所の188cm反射望遠鏡と高分散エシェル分光器HIDES(HIgh Dispersion Echelle Spectrograph)、ヨードセルを用いて行っている。スリット幅は $200\mu\text{m}(0.76'')$ で波長分解能は約70000、観測波長域は5000~6000Åである。現在までに、1~2ヶ月に1回程度の頻度で連星系の視線速度をモニターしてきた。これ以外にも、観測・解析の信頼性を示すために、既に惑星を持つことが分かって

いる天体[10]もモニターしている(図 7)。図 7 の縦軸は視線速度(m/s)、横軸はユリウス日(日)、黒丸が観測点で、実線は、惑星の軌道要素からの予想曲線を表す。図中の σ は、実線からの観測点のばらつきを意味する。この σ と視線速度測定誤差の平均値がほぼ一致しているので、系統誤差がないと言える。

図 8 は、視線速度変化量が小さいとされている天体であり(e.g.[11])、視線速度変化の標準星としてモニターしている。この場合の σ は、視線速度の平均値からのばらつきを意味する。各観測点のばらつきは、観測・解析の測定誤差と星自身の視線速度変化を合わせたものと考えられる。従って、今回の観測期間では、10m/s 以下の視線速度測定精度が達成できたと言える。

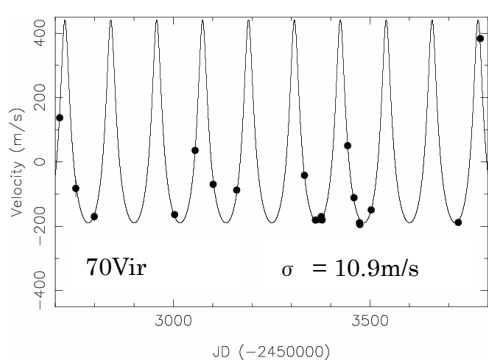


図 7. 惑星を持つ星の視線速度変化

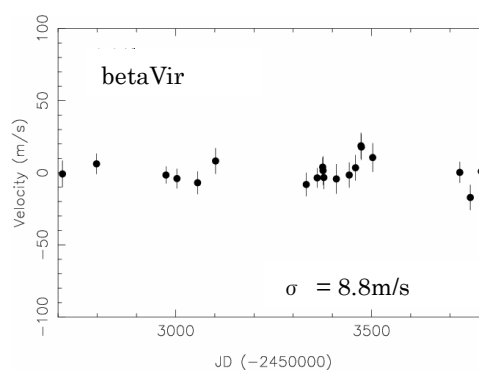


図 8. 惑星を持たない星の視線速度変化

6. 観測対象と進捗状況

6-1. 実視連星系

2003 年度から、連星の軌道長半径が 100 天文単位以上の実視連星系約 10 組に対する惑星探査を開始した。観測対象は、下記の条件をもとに選択した。

- ・ 条件 1：赤緯が -25° よりも高い天体であること。つまり、岡山天体物理観測所から観測可能な天体であること。
- ・ 条件 2：可視での等級が 7 等よりも明るいこと。視線速度測定精度 10m/s 以下を達成するためには、可視での等級が 7 等よりも明るい天体でなければならない。これよりも暗い天体の場合、上記の精度を得るために長時間の積分時間が必要になり、観測効率が悪くなるだけでなく、地球運動補正の精度も悪くなるため、観測対象として不適切である。
- ・ 条件 3：F5~K5 のスペクトル型を持つ天体であること。2 章で述べたように、ドップラーシフト法による惑星探査観測は、星の吸収線の波長変化量を求めるため、吸収線の本数が多い F5~K5(表面温度：5960~3850K)のスペクトル型を持つ天体が観測対象に適している。
- ・ 条件 4：連星の軌道長半径が 100 天文単位以上であること。100 天文単位以下の連

星系の場合、主星と伴星が分離できないため省いた。

これまでに、1~2 ヶ月に1回程度の頻度で視線速度をモニターし、約3年分のデータを取得するに至った。現時点で、視線速度変化が大きい天体を3天体同定している。その一例として、BDS10966Aの視線速度変化を示す(図9)。この天体は、視線速度変化が大きく、現段階で約650日の周期が検出されている($FAP \leq 10^{-4}$, $FAP = \text{False Alarm Probability}$: 検出された周期が偽である確率)。しかし、この天体は巨星である(K5III)。K型巨星は、星自身の活動性による長周期の視線速度変化を持つ天体が多いことが報告されている(e.g. [12][13])。そこで、吸収線の線輪郭の解析を行なっている。もし、線輪郭が視線速度と同じ周期で変化していれば、視線速度変化の原因は、惑星によるものではなく星自身によるものである可能性が高い(e.g. [14][15])。この天体については、今後、惑星の軌道運動以外の理由による視線速度変化の可能性を入念に排除していく必要があると考えている。

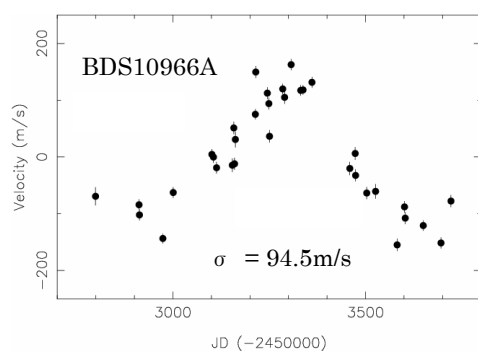


図9. BDS10966Aの視線速度変化

図10は、軌道長半径が約300天文単位の連星系の視線速度変化である。左図に主星、右図に伴星の結果を示す。

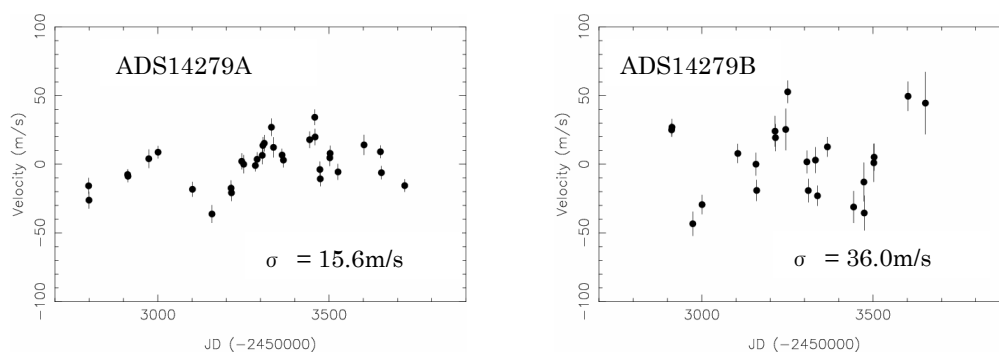


図10. ADS14279ABの視線速度変化。左図は主星、右図は伴星の視線速度変化である。

主星・伴星共に、現時点で有意な周期は検出されていないため、伴星を持つ可能性は低いと考えている。伴星は、視線速度変化がやや大きいのが、この原因としては、伴星のスペクトル型は F7V で、太陽のような星と比べて星自身の活動性が高いためと考えられる。

6-2. SB1 タイプの分光連星系(single-lined spectroscopic binary)

2005 年度夏から、軌道長半径が 10 天文単位以下の SB1 タイプの分光連星系(single-lined spectroscopic binary)約 70 天体に対する惑星探査を開始した。観測対象は、下記の条件をもとに選択した。

- ・ 条件 1：連星の周期、離心率、振幅が既知であること。伴星以外によるものの視線速度変化が検出しやすいからである。まず、連星の軌道要素で観測データをフィッティングし、その残差で周期解析を行なうことにより、惑星の有無について調べることができる。
- ・ 条件 2： $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -0.3 \text{dex}$ であること。これまでの観測から、惑星を持つ恒星は、金属量が高い傾向を持つことが知られている(e.g.[16])。惑星は、元々金属量が高い分子雲から生まれやすいとする先天説が優勢であるため(e.g.[17][18])、文献値がある天体については、この条件を考慮した。
- ・ 条件 3：自転速度が 10km/s 以下であること。自転速度が大きいと、吸収線が広がってしまい、視線速度測定精度が格段に悪くなるため、金属量と同様に文献値がある天体については、この条件を考慮した。
- ・ 条件 4：赤緯が -25° よりも高い天体であること。6-1 で述べた条件 1 と同様の理由による。
- ・ 条件 5：可視での等級が 7 等よりも明るいこと。6-1 で述べた条件 2 と同様の理由による。
- ・ 条件 6：F5~K5 のスペクトル型を持つ天体であること。6-1 で述べた条件 3 と同様の理由による。

現在までに、およそ 1 年半分の観測データを取得した。その一例として、HD122742 の視線速度変化を示す(図 11)。

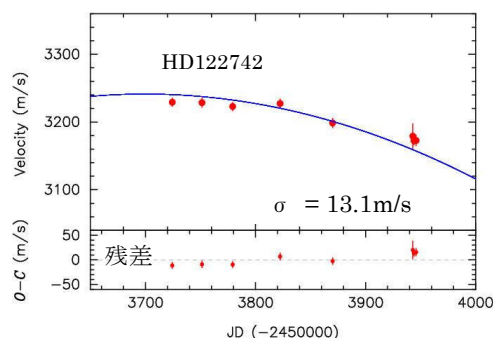


図 10. HD122742 の視線速度変化

この天体の周期は約 10 年で、これまでに連星の周期の約 10 分の 1 周期分の観測を行なった。連星の軌道要素から求めた予想曲線からの残差が $\pm 30\text{m/s}$ 以内に収まっていることを考慮すると、公転周期 1 年以内で約 1 木星質量以上の惑星が存在する可能性は低いと考えられる。

7. まとめと今後

2003 年度より、岡山天体物理観測所の 188cm 反射望遠鏡と高分散エシエル分光器 HIDES を用いて連星系の系外惑星探査を開始した。軌道長半径が 100 天文単位以上の実視連星系については、これまでに 1~2 ヶ月に 1 回程度の頻度で視線速度をモニターし、約 3 年分のデータを取得するに至った。観測天体約 10 組のうち、視線速度変化が大きい天体を 3 天体同定した。これらについては、吸収線の線輪郭の変化を測定し、脈動などの惑星以外の理由による視線速度変化の可能性について、調査を進めている。

2005 年度夏から惑星探査観測を開始した軌道長半径が 10 天文単位以下の SB1 タイプの分光連星系については、1~2 ヶ月に 1 回程度の頻度で、これまでに約 1 年半の観測を行なってきた。今後も、さらにデータを取得し、引き続き系外惑星探査を行いたいと考えている。

8. 参考文献

- [1]Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 255
- [2]<http://vo.obspm.fr/exoplanetes/encyclo/encycl.html>
- [3]Duquennoy, A. & Mayor, M. 1991, *A&A*, 248, 485
- [4]Jahreiss, H. & Wielen, R. 2000, *IAU Symp*, 200, 129
- [5]Eggenberger, A. et al. 2004, *A&A*, 417, 353
- [6]Raghavan, D. et al. 2006, *ApJ*, 646, 523
- [7]Desidera, S. & Barbieri, M. 2006, *astro-ph/0610623*
- [8]Holman, M. J. & Wiegert, P. A. 1999, *AJ*, 17, 6
- [9]Zucker, S. & Mazeh, T. 2000, *ApJ*, 568, L113
- [10]Marcy, G. W. & Butler, R. P. 1996, *ApJL*, 464, L147
- [11]Walker, G. A. H. et al. 1995, *Icarus*, 116, 359
- [12]Hatzes, A. & Cochran, W. D. 1993, *ApJ*, 413, 339
- [13]Hatzes, A. & Cochran, W. D. 1998, *MNRAS*, 293, 469
- [14]Hatzes, A. et al. 1997, *ApJ*, 478, 374
- [15]Queloz, D. et al. 2001, *A&A*, 379, 279
- [16]Santos, N. C. et al. 2001, *A&A*, 373, 1019
- [17]Ida, S. & Lin, D. N. 2004, *ApJ*, 616, 567
- [18]Fischer, D. A. & Valenti, J. A. 2005, *ApJ*, 622, 1102