# ドップラー法による系外惑星探索

# 佐藤 文衛

2009年7月6日受領, 2009年7月25日受理.

(要旨)太陽以外の恒星を周回する惑星,すなわち系外惑星はこれまでに約350個発見されているが,そのうち の約8割はドップラー法一惑星との共通重心を周回する恒星の視線速度変化をとらえる方法一によって発見 されたものである.近年,ドップラー法の測定精度は1m/sを切るところまで到達し,地球型惑星の検出にも手 が届き始めている.我々日本のグループも,短周期巨大惑星の探索や巨星を周回する惑星の探索などで成果を 挙げてきた.本稿では,まずドップラー法の基礎となる恒星の視線速度を精密に測定する手法を解説し,続い て,我々の観測から明らかになった新たな系外惑星の姿を紹介する.

# 1. はじめに

太陽以外の恒星の周りを回る惑星は太陽系外惑星 (以下, 系外惑星)と呼ばれ, 1995年にペガスス座51番 星という太陽に似た恒星(以下、太陽型星)の周りで初 めて発見された、それ以来、様々な手法によって様々 な系外惑星が発見され、現在その数は約350個に上る [1]. 昨年秋には系外惑星の直接検出に成功したという ニュースも報じられ, 系外惑星研究は新時代を迎えた. 一方で、現在知られている系外惑星の約8割はドップ ラー法---惑星との共通重心を周回する恒星の視線速度 変化をとらえる方法―によって間接的に発見されたも のである。1970年代後半から90年代にかけて著しく進 展したドップラー法の観測技術は、現在も改良を加え ながら進化し続けており、常に時代の先頭に立って新 たな系外惑星の姿を暴き続けている。恒星とは異なり 自ら光り輝かない惑星を直接検出することは新時代を 迎えた現在でも難しいことに変わりはなく、ドップラ ー法は依然として系外惑星検出の基本的かつ強力な手 段となっている、本稿では、まずドップラー法の基礎 となる恒星の視線速度を精密に測定する方法を解説し、 続いて我々日本のグループが同手法を用いて展開して いる短周期巨大惑星探索と巨星を周回する惑星の探索

から得られた最新の成果を紹介する.

## 2. 恒星視線速度精密測定

### 2.1 惑星を持つ恒星のふらつき

惑星は恒星の周りを回るというが、実際にはこのと き恒星もわずかに動いている.正確には惑星を持つ恒 星は惑星との共通重心を焦点とする楕円軌道を周回し ている(図1). この軌道は3次元空間にあり、観測者は 天球(観測者の視線方向に垂直な面)上に投影された軌 道の位置情報、あるいは観測者の視線方向に投影され た速度情報(視線速度)を観測することができる.前者 を用いる手法は「アストロメトリ(位置天文)法」と呼 ばれ、1940年代から系外惑星探しに利用されてきた歴 史ある手法である。しかし,惑星を持つ恒星の天球上 での位置変化は極めて小さく, 地上からの観測では地 球大気のゆらぎの影響が大きいためこれを検出するの は非常に困難であり、同手法による確固たる系外惑星 発見は未だなされていない、本稿で取り上げるのは後 者の手法--惑星を持つ恒星の視線速度変化をとらえる 方法--である.この方法は以下に述べるように光のド ップラー効果を利用するため「ドップラー法」と呼ば れている.

恒星と惑星の2体問題を考えると、惑星との共通重

<sup>1.</sup> 東京工業大学グローバルエッジ研究院 sato.b.aa@m.titech.ac.jp





心を周回する恒星の視線速度*V*は以下のように書き表 すことができる.

$$V = K \left\{ \cos(f + \omega) + e \cos \omega \right\}$$
(1)

ここで, fは真近点離角, ωは近点引数と呼ばれ, e は軌道離心率である. Vはfによって周期的に変化し, その振幅Kは以下のように書ける.

$$K = \frac{2\pi}{P} \frac{a_* \sin i}{\sqrt{1 - e^2}} = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{1}{\sqrt{1 - e^2}} \frac{m_p \sin i}{\left(m_* + m_p\right)^{2/3}}$$
(2)

ここで、Pは公転周期、a\*は恒星軌道の軌道長半径、 *m*\*, *m*<sup>b</sup>はそれぞれ恒星, 惑星の質量, *i*は軌道傾斜角(軌 道面が天球面に平行な場合がi=0)である。恒星の質 量は惑星の質量に比べて十分大きいとし、また、恒星 の質量を独立な方法(恒星進化モデルとの比較など)で 推定できれば,視線速度曲線から求められる振幅,周期, 離心率を使って(2)式から惑星の質量を推定すること ができる.ただし.視線速度だけでは軌道傾斜角の不 定性が残るため、惑星の質量はsiniを含んだ形(m\_sini) になっていることに注意が必要である.例として太陽 と木星からなる系を考えると、系を軌道面に平行な 方向から観測した場合,太陽の視線速度変化の振幅は 12.4m/s. 太陽と地球の場合だと約10cm/sになる. ち なみに、陸上競技100m走の現在の世界記録は9.58秒。 速度約10m/sである.惑星による恒星のふらつきが如 何に小さいか分かるだろう(人間にとっては大きいが).



#### 図2:スペクトルにおける光子ゆらぎ(δ*l*)と速度ゆらぎ(δ*v*)の 関係を表した図.図は一本の吸収線を表し,黒丸の1点が CCD検出器での1ピクセルに対応.吸収線の傾き(*dl/dv*), が急なほど同じ光子ゆらぎでも速度ゆらぎが小さく,速度 決定精度が高い.

さて、観測者から見て視線方向に運動する天体から やってくる光は、よく知られたドップラー効果によっ て天体の視線速度に応じて波長が以下のΔλ だけ変化 する.

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V}{c} \tag{3}$$

Vは天体の視線速度(天体が観測者に近づいてくる場 合を速度マイナス,遠ざかる場合を速度プラスにとる), cは光速である. 先の12.4m/sという振幅は,可視域の 光(550nm)ではわずか2×10<sup>-4</sup>nmの波長シフトに相当 する. ドップラー法で系外惑星を見つけるには, この ような微小な波長変化を精密な分光観測によって検出 しなければならない.

#### 2.2 視線速度測定の精度

恒星の視線速度を測定するには、まず恒星のスペク トルを分光観測によって取得する.恒星のスペクトル には、光球から放出される連続光に恒星表面付近にあ る原子、分子、イオンによって形成される吸収線(ま たは輝線)が重なっており、この吸収線の波長シフト を測定することによって視線速度を測定する.波長シ フトの測定精度は、理想的には、観測されるスペクト ルの形と測定に使用できる全光子量によって決まる. 一言で言えば、より線幅の細い吸収線をより多く使用 し、より多くの光量を集めて測定すると測定精度は高 くなる.これは一般的には以下のように書ける[2].

$$\sigma_{v} = \frac{1}{\sqrt{\sum_{i} \left(1/\delta v_{i}^{2}\right)}} = \frac{1}{\sqrt{\sum_{i} \left\{\frac{\left(dI/dv\right)_{i}}{\delta I_{i}}\right\}^{2}}}$$
(4)

 $\sigma$ は最終的な速度の測定誤差(統計誤差).  $\delta v$ .  $(dI/dv)_i$ 、 $\delta I_i$ はそれぞれ各波長点iでの速度ゆらぎ、 吸収線プロファイル、光子ゆらぎ (ポアソンノイズ) を表す(図2) 実際の観測ではスペクトルをCCD検出 器上に写すので、(4)式の和はCCDの1ピクセル毎の 値の和となる。例えば国立天文台ハワイ観測所すばる 望遠鏡(口径8.2m)の高分散分光器HDSを用いて観測 した場合(速度分解能3km/s. 連続光レベル1ピクセル 辺りの光子数105を仮定),太陽型星の典型的な吸収線 一本あたりの測定精度は約10m/sになる。このような 吸収線を例えば100本使って波長シフトを測定し、そ の平均値を求めたとすると、平均値の統計的な誤差 は1/√100となり、約1m/sの精度で波長シフトを決定 できることになる、実際、太陽の可視域(510-570nm; 次節のヨウ素ガスの波長域に相当)のスペクトル全体 に対して(4)式を計算すると、典型的な観測で誤差は



観測されるスペクトル

図3:ヨードセルを通して観測した恒星スペクトルのモデル化の 方法. 観測されたスペクトル(4段目)は、ヨウ素分子(1段 目)と恒星(2段目)それぞれの高分解能テンプレートスペ クトルを掛け合わせ、分光器の器械輪郭(3段目)をコンボ リューション(畳み込み積分)したものとして表わされる. ヨウ素分子テンプレートに対する恒星テンプレートの相対 的なずれが視線速度に相当し、モデルスペクトルと観測ス ペクトルがベストフィットするようにこれを求める. 約0.7 m/sとなる. これがスペクトルの形と光子ゆら ぎのみによって決まる精度であり,これが実現される 観測が理想的な観測と言える.

### 2.3 波長の物差し

前節で見積もった精度(統計誤差)は惑星を検出する のに十分だが、残念ながら実際の観測では光子ゆらぎ 以外の様々な誤差(系統誤差)が卓越し、統計誤差だけ では済まないことが多い. 例えば、HDSでは3m/sの 視線速度のずれが検出器面で約50nmのずれに相当す る一方、分光器の素材となっている鉄は0.1℃の温度 変化で1mあたり約1000nmも伸縮し、1mbarの気圧変 化は数百m/sの見掛け上のずれを生む[3]. 通常の分光 観測では、星のスペクトルとは別に波長の分かってい る輝線を発する比較光源のスペクトルを取得し、これ を物差しとして検出器上での波長を決定し、星のスペ クトルの波長を測定する、しかし、この方法だと星と 比較光源のスペクトルが異なる時刻に異なる経路を通 って取得されるため、よほど入念に温度等を管理しな い限り両者を取得する間に分光器の状態は変わってし まっている、そのため、このまま物差しを使うと系 統誤差が生じ、精度は高々数百m/sしか達成できない。 精密測定のためにはこの系統誤差を回避しなければな らず、そのためには如何に精度のよい波長の物差しを 作るかが鍵となる、以下、その代表的な方法を二つ簡 単に紹介する.

#### 2.3.1. ガス吸収フィルター法

恒星の光をガス吸収セル(特定のガスを封入した容 器)に通して分光し,恒星のスペクトルに波長がよく 分かっているガスによる吸収線を重ね合わせる.この 吸収線が時々刻々の波長の物差しとなり,常に検出器 上での正しい波長の位置を教えてくれるので,この吸 収線を基準にして恒星のスペクトルの波長シフトを測 定すれば機器的な誤差を取り除くことができる.1970 年代に,この方法の原型となる地球大気の吸収線を基 準に用いる方法が考案されたが,地球大気の吸収線の 波長は大気の運動によって時間変化するのであまりよ い物差しとはならない.現在広く用いられているの は、ヨウ素分子(I<sub>2</sub>)ガスを封入した「ヨードセル」で ある.ヨウ素分子のガスは可視域の500-620nmに線幅 の細い無数の吸収線をもち,可視域で利用できるとい う点で太陽型星における系外惑星探索に適しているた め、1980年代以降急速に広まった.また、観測される ヨウ素分子の吸収線輪郭の微妙な歪みは観測時の分光 器の器械輪郭を表しており、これをモデル化して補正 することによって数m/s以下の精度を達成することが できる[2](図3).この方法の利点は、既存の分光器へ のヨードセルの後付けが比較的容易であり、また、そ れでもある程度の精度が出せることである.実際、現 在では世界中の多くの高分散分光器にヨードセルが装 着されており、今や標準装備の一つとなっている.一方、 ガス自身の吸収による光量のロスや、ガスの吸収線が 存在する比較的狭い波長域でしか使用できないという 欠点もあり、これが精度を制限する一因となっている.

#### 2.3.2. 同時比較光源光取得法

恒星のスペクトルと比較光源による波長参照用のス ペクトルを検出器上に同時に並べて取得する。それぞ れ基準となるひな形のスペクトルとの相対的なずれ分 を求め、恒星スペクトルのずれ分に比較光源のスペク トルのずれ分を補正する.この方法では、ガスの吸収 による光量ロスがなく、比較光源としてトリウム-ア ルゴン・ランプなど可視域全体をカバーする光を用い ることができるので、広い波長域を視線速度測定に利 用できるという利点がある。一方で、ガス吸収フィル ター法と異なり波長の物差しを恒星とは別の経路で取 得するため、恒星と比較光源からの光の入射パターン に違いがあったり、分光器の器械輪郭に変化があった りすれば、両者のスペクトルのずれの測定量に違いが 生じ、系統誤差の原因となる、このため、同手法では 入射パターンの安定化、装置の安定化が重要となる。 スイスのグループは、1990年代に入り、分光器への光 の導入に光ファイバーを用いて入射光パターンを安定 化させ、かつ温度管理を入念に行う分光器ELODIEを 開発し10m/sの精度を実現した[4]. また, 同グループ は、内部を真空化し温度管理を1000分の1℃という高 精度で行う同型の分光器HARPSを開発し1m/s以下の 精度を実現している.

### 2.3.3. その他

上記二つの手法は,いずれもガスおよび比較光源の スペクトルの吸収線または輝線の本数と波長域に限り があるため,さらに超高精度な測定を実現するには新 たな波長の物差しが必要となる.トリウム-アルゴン・ ランプに代わる次世代の技術として最近注目を集めて いるのは、レーザーを使って人工的に波長の物差しを 作る方法である[5].近年の安定化レーザーには9桁以 上の周波数安定性を持つものがあり、これを変調する ことで発振波長周辺に複数の等間隔の波長の光(周波 数コム)を発生させる.これにより、波長物差し自身 の精度として1cm/sを実現できると言われている.ま た、この周波数帯は比較的自由に選ぶことができるの で、赤外域などまだ適当なガス吸収セルが開発されて いない波長域への応用が期待されている.

# 主系列星の周りの短周期巨大惑 星探索

さて、この節からは我々日本のグループによる成果 を紹介する.先に述べたように、1995年にペガスス座 51番星の周りの惑星(51Peg b)が発見されたのを皮切 りに、多様な系外惑星が数多く発見されてきた.これ までにドップラー法によって発見された系外惑星の質 量は地球質量の数倍から木星質量の10数倍程度、軌道 長半径は0.02天文単位(AU)という非常にコンパクト なものから木星軌道に相当する約6AUにまで分布し ている。軌道離心率はほぼ円軌道のゼロから0.9とい う非常にゆがんだ楕円軌道まで幅広い、このように多 様性に富む系外惑星系の中で、異形の惑星の代表格 と言えばやはり51Peg bに代表される短周期巨大惑星, 通称「ホット・ジュピター」だろう.一般に公転周期 約2週間以内で土星質量程度以上の質量を持つ系外惑 星がこの範疇に入る(厳密な定義ではない).ホット・ ジュピターは木星のように元々中心星から数AU程度 離れたところで形成され、それが何らかの作用で内側 に移動してきたものだと考えられており、その形成過 程自体も興味深いのだが、とりわけユニークな特徴の 一つとして「トランジット(中心星の掩蔽)」を起こす 確率が高いということが挙げられる。現在までに約60 個のトランジット惑星が知られているが、このうち6 個はドップラー法による観測から見つかったものであ る(残りは測光観測で見つかった後ドップラー法で確 認されたもの). トランジットが検出されると中心星 の減光率から惑星の大きさが分かり(恒星の大きさは 別の手法で独立に求める), また, 軌道傾斜角の不定 性も解消されるのでドップラー法から求められる質量



図4:HD149026を周回する惑星(HD149026b)とHD17156を周 回する惑星(HD17156b)の軌道(実線).どちらもすばる望 遠鏡を用いたドップラー法による観測で発見された. 点線 は太陽系の水星軌道.+印は中心星の位置を示す.



図5:系外惑星の離心率分布.破線は恒星一惑星間の最小距離が 0.05AUとなる軌道を表す.この線より左側にある惑星は 中心星から0.05AU以内に接近し、中心星からの潮汐力に よって軌道がほぼ円軌道化されているため離心率が小さい.HD149026bはほぼ円軌道だが,HD17156bはちょう ど破線上にあり離心率が大きい.

と合わせて惑星の平均密度,引いては内部構造を推定 することができる.また,惑星の大気成分や恒星の自 転軸に対する惑星の公転軸の傾きなども分かり,惑星 自身に関する情報が飛躍的に増える.

我々は、アメリカのグループと協力して2004年から すばる望遠鏡を用いてホット・ジュピター探索を行っ てきた.約2000個の太陽型星をすばる、ケック、マゼ ランという大口径望遠鏡で分担してサーベイし、数十 個以上のホット・ジュピターとトランジット惑星を見 つけようというものである(2004年当時は、精密な分

光観測が可能な10等星より明るいトランジット惑星系 は1つしか見つかっていなかった). このプロジェクト を通じてすばるではこれまでに二つの系外惑星を発見 しているが、幸運なことにどちらもトランジット惑星 でしかも珍しい特徴を持つ惑星だった(図4.5).一つ 目はHD149026というG0型準巨星(主系列星から巨星 へと進化しつつある恒星)を周期約2.9日で公転する惑 星である[6]. ドップラー法から推定されるこの惑星の 質量は土星の約1.2倍だが、トランジットから見積も られた惑星の半径は土星の約0.9倍で、平均密度は土 星の約2倍、つまり重元素(水素・ヘリウム以外の元素) を多く含む惑星であることを意味する。理論モデルと の比較から、この惑星の内部には地球質量の約70倍も の固体コアが存在すると推定された、このような超巨 大コアの存在はこの惑星がコア集積メカニズムで形成 されたことを示す有力な証拠となるが、これほど巨大 なコアの形成過程は今もって謎であり議論が続いてい る[7]. 二つ目のトランジット惑星はHD17156という太 陽型星を周期21日で公転する木星の約3倍の質量を持 つ惑星である[8]. この惑星の軌道長半径は約0.16AU だが、離心率が0.67と非常に大きいため近星点では約 0.05AUにまで中心星に近づく、ホット・ジュピター の形成シナリオとしてはタイプII軌道移動や惑星同士 の重力散乱などが考えられているが、この惑星のよう に比較的短周期で離心率の大きな惑星は後者にあては まる可能性がある.もし後者の過程で形成されたとす ると、惑星の公転軸と中心星の自転軸が大きく傾いて いる可能性があるが、この惑星の場合は期待に反して 両者はほぼ揃っていることが最近の観測で分かった [9].

すばるによる系外惑星探索はその後も継続的に行わ れており,短周期の惑星だけでなく長周期の惑星も見 つかるようになってきた.この成果は近いうちに発表 できるだろう.

### 4. 巨星の周りの惑星探索

前節のホット・ジュピターを含め、太陽型星におけ る惑星系の性質はこの10年間でずいぶん明らかになっ てきたが、それ以外のタイプの恒星ではどうだろう か.図6は、現在知られている系外惑星の親星をHR図 上にプロットしたものである。質量が約0.7-1.5太陽質 量(*M*<sub>o</sub>)のいわゆる太陽型星ではたくさん惑星が見つ かっているが、それより軽いM型矮星では数えるほど、 より重いAB型矮星では一つも見つかっていない。M 型星は暗いので観測が難しいという事情もあるが、そ れを考慮しても惑星の発見数が少ないのは事実であり. このことは、M型星には現在の精度で検出できるよう な巨大惑星の数が少ないことを示している(最新の観 測結果によると、むしろ海王星質量以下の惑星の数が 多い).一方、AB型星で惑星が見つかっていないのは、 惑星がないのではなく、そもそも惑星探し自体があま り行われていないからだと考えられる. AB型星は高 温のためスペクトル中に吸収線が少なく、しかも高速 自転によって線幅が広がっているので、原理的に視線 速度の精密測定には適さず、ドップラー法による探索 はあまり行われていない.しかし、これが進化した巨 星を見てみよう. 高温だった星も進化に伴って表面温 度が下がるにつれてスペクトル中に吸収線が多数現れ. かつ自転速度も小さくなって線幅が細くなり、高精度 の視線速度測定が可能になる。また、一般に巨星は矮 星に比べて脈動などによる恒星自身の見掛けの視線速 度変動が大きいが、晩期G型から早期K型にかけての 巨星は巨星の中でも比較的おとなしく、恒星自身の視 線速度は10-20m/s程度で安定している。このような 恒星の周りでは地球型惑星など軽い惑星を見つけるの は難しいが、木星質量程度以上の惑星なら容易に検出 でき、実際これまでに約30個の惑星が進化した巨星や 準巨星の周りで発見されている。巨星は、主系列段階 では適さない重い恒星の周りの惑星探しに適している のである.

このような観点から,我々のグループは2001年か ら国立天文台岡山天体物理観測所の188cm反射望遠 鏡と高分散分光器HIDES,およびヨードセルを用い て,約300個の中質量(1.5-5M<sub>0</sub>)GK型巨星および準巨 星を対象にドップラー法による惑星探索を進めている. HIDESでの視線速度測定精度はこれまで約6-7m/sで あったが,解析手法の改良により現在は短期的には 3m/s以下,長期的には4m/s以下の精度を達成してい る[10].2005年頃からは,中国や韓国でも現地の研究 者と協力して観測規模を拡大し,またすばる望遠鏡で のサーベイも始め,現在では約800個のGK型巨星に対 して惑星探索を行っている.この中から,我々は現在 までに10個の惑星と1個の褐色矮星を発見した(図7) [11]. これは現在巨星の周りで見つかっている惑星の 約3分の1を占め、この分野では我々のグループが世界 をリードしている.

岡山のサンプルから発見された惑星の質量は1.6-19 木星質量に分布している.質量の小さな惑星は検出で きないので頻度を見積もるのは難しいが,容易に検出 できる約5木星質量以上のものに限れば我々のサンプ ルでは現在約2%の確率で見つかっている.このよう な大質量惑星が見つかる確率は太陽型星では約1%な ので,これよりは多い傾向にあると言える.他のグル ープによるサーベイからも典型的な惑星の質量や惑星 の頻度が中心星の質量とともに増加する傾向が示唆さ れており,質量の大きい恒星では原始惑星系円盤の質 量が大きいためではないかと考えられている[12][13]. 最近の理論的研究では,円盤内でのスノーラインの進 化を考慮すると惑星形成の効率は3Mo辺りでピークに なるという予測もあり[14],今後,理論観測両面から のさらなる研究が必要である.

図8は、惑星の軌道長半径の分布を示したものである。 図を見て分かる通り、太陽型星の周りでは中心星のご く近傍から惑星が万遍なく存在しているのに対し、巨 星の周りでは軌道長半径約0.6AU以遠でしか見つかっ ていない. 惑星探索の対象となっている巨星の半径は 大きくてもせいぜい20太陽半径(Ro)で、軌道長半径 にすると0.1AU程度なので、これより外側には少なく とも質量の大きな惑星はあれば見つかってもよいはず である.この短周期惑星の欠乏の原因として考えられ る可能性は二つある、一つは、もともと中質量星の周 りでは中心星近傍に惑星が存在しないというものであ る、最近の理論的研究からは、原始惑星系円盤の拡散 のタイムスケールと円盤中での惑星移動のタイムスケ ールとの兼ね合いで、質量の大きい恒星の周りでは近 傍に惑星が存在しにくい(拡散のタイムスケールが短 い)という示唆もあり[15]、まださほど進化の進んでい ない準巨星の周りでの短周期惑星の欠乏はこの可能性 を示しているかもしれない. もう一つの可能性は、中 心星の進化の影響である。中心星である巨星の半径は せいぜい20R₀だが、これらの多くは現在ヘリウム燃 焼段階にあると考えられ、とすると、恒星の中心でへ リウムに点火する直前に赤色巨星分枝の頂上で現在の 数倍の半径に膨張していた時代がある。このとき中心 星からの潮汐力が効き、中心星近傍の惑星は軌道角運



図6:(左)系外惑星の親星のHR図上での分布(黒点). 横軸は有効温度,縦軸は光度(太陽を1とする)の対数表示.実線は 様々な質量の恒星の進化トラック(太陽組成)を表す.主にFGK型矮星と巨星で系外惑星が見つかっている.(右) 各スペクトル型の可視域における典型的なスペクトル.G2型矮星(太陽,G2V),A4型矮星(A4V),G9型巨星(G9III) の例をそれぞれ表示.G型矮星とG型巨星のスペクトルには多数の線幅の細い吸収線が存在するため視線速度測定 精度が高いが,A型矮星のスペクトルには吸収線が少なく線幅も広いため視線速度測定精度が低い.



図7:岡山観測所188cm望遠鏡で発見された惑星を持つ恒星 HD167042の視線速度変化. 横軸はユリウス日(紀元前 4712年1月1日から数えた通日)から2450000を減じたも の,縦軸は視線速度. この恒星は質量1.5M<sub>0</sub>のK1型準巨星 で,1.6木星質量の惑星が419日の周期で公転している.



図8:系外惑星の軌道長半径分布. 白抜き丸は太陽型星の周りの 惑星, 三角, 黒丸, 四角はそれぞれ中質量巨星, 中質量準 巨星, 低質量巨星の周りの惑星を示す. 太陽型星の周りで は中心星のごく近傍から惑星が万遍なく存在しているのに 対し, 巨星の周りでは軌道長半径約0.6AU以遠でしか見つ かっていない. 破線は2M₀の恒星に対して視線速度変化の 振幅10m/s, 40m/sを及ぼすような惑星を表す. 巨星は矮 星に比べて脈動などによる星自身の視線速度変動が大きい ため、中心星に振幅30-40m/s以上の変化を及ぼすような 惑星でないと検出が難しい.

動量を失い中心星に落ち込む可能性がある. 我々の計 算によると、2Moの恒星が赤色巨星分枝の頂上に到達 した段階で約0.4AU以内の惑星が飲み込まれてしまう [16]. このように、巨星では恒星の進化による影響を 無視することができないが. 惑星が生き残れる限界の 軌道半径は恒星の進化モデルに大きく依存し、モデル によっては1AUまで飲み込まれる可能性もある.こ れは、2Mo付近は中心核でヘリウム燃焼が安定的に起 こるか暴走的に起こるか(ヘリウムフラッシュ)のちょ うど境目に当たり進化の計算が難しいことによるもの だが、惑星がそこに存在するという事実から逆に恒星 進化に制限をつけることができるかもしれない、その ためにはまず中心星の素性、特に質量を正確に知るこ とが必要である。我々は惑星を持つ巨星の微小な振動 を検出し、それを使った地震学(星震学)によって恒星 の質量、さらには内部構造を推定するプロジェクトも 進めている[17].

中心星の金属量(水素・ヘリウム以外の元素)と惑星 の頻度との関係も興味深い.太陽型星では金属量の高 い恒星ほど巨大惑星が見つかる確率が高く,コア集積 モデルを支持する証拠の一つと言われているが,巨星 ではこれまでのところ両者の間に顕著な相関は見られ ていない[18].この原因はまだ分かっていないが,質 量の大きな恒星では円盤質量も大きいためそもそも固 体物質の絶対量が多く金属欠乏でも惑星ができる,金 属量に依存しない形成メカニズムが働いている(ディ スク不安定など),汚染された恒星表面が対流層の発 達によって薄められた[19],等々の可能性が提案され ている.

岡山での観測は今年で9年目を迎える.今後はさら に観測期間を延ばして長周期惑星の有無を明らかにし, 同時にサンプル数を増やして惑星発見数をさらに増や すことによって,巨星の周りの惑星系の統計的性質を 確立したいと考えている.

# 5.おわりに

51Peg bの発見から始まった系外惑星の発見ラッシュは、観測精度を向上させながら今も続いている.世 界最先端では1m/s以下の精度が実現され地球の数倍 の質量を持つ惑星に手が届くようになり、木星型惑 星だけでなく軽い惑星の統計的議論も始まりつつあ

る.一方で、巨星のような異なるタイプの恒星での惑 星探索も進んでいる. 我々のグループが参入した当時 は幸いまだ巨星での惑星探索はほとんど進んでいなか ったが、これも今ではすっかり競争の激しい分野の一 つとなってしまった、今から新たに参入するグループ が独自性を出すのはなかなか容易ではないと思われる が、その中で生き残るにはやはり高精度、望遠鏡時間 の確保、アイディア、マンパワー、が重要だろう(言 うまでもないが).近年注目されているのは、低質量 **星の周りでの地球型惑星探索である。例えば地球質量** の惑星が0.04AUにある場合、中心星が1Moだと視線 速度変化はわずか40cm/s程度だが、0.1Moだと約2m/ sになり、現在得られている測定精度が出せれば検出 可能である.しかも、0.1Moの恒星は低温のためいわ ゆるハビタブルゾーンがちょうど0.04AU付近になる. つまり、このような恒星の周りではハビタブルゾーン にある地球型惑星を検出できるかもしれない.しかし、 このような低温度星は放射のピークが近赤外から赤外 域にあり,可視域では非常に暗くなるため,現在可視 域で成功している精密ドップラー観測をそのまま適用 することはできないので、新たに赤外域でのキャリブ レーション法を開発する必要がある(2.3.3節参照).日 本でも最近その検討が始まり、また、30m望遠鏡時代 を見据えた新しい高分散分光器の検討も始まっている. 我々も現行の惑星探索を発展させながら、新時代を見 据えた戦略を練る時期に来ている.

### 謝 辞

ここで紹介した研究成果は、東工大、国立天文台、 東海大、神戸大 などのグループとの共同研究により 得られたものです.この場をお借りして共同研究者の 皆様にお礼申し上げます.

# 参考文献

- [1] http://exoplanet.eu/
- [2] Butler, R.P. et al., 1996, Publ. Astron. Soc. Pacific 108, 500
- [3] 佐藤文衛,神戸栄治,安藤裕康,2004,日本物理 学会誌 59,751
- [4] Baranne, A., et al., 1996, Astron. Astrophys.

Suppl. 119, 373

- [5] Li, C.-H., et al., 2008, Nature 452, 610
- [6] Sato, B. et al., 2005, Astrophys. J. 633, 465
- [7] Ikoma, M. et al., 2006, Astrophys. J. 650, 1150
- [8] Fischer, D.A., et al., 2007, Astrophys. J. 669, 1336
- [9] Narita, N. et al., 2009, Publ. Astron. Soc. Japan in press
- [10] Kambe, E., et al., 2008, Publ. Asron. Soc. Japan 60, 45
- [11] Sato, B. et al., 2008, Publ. Astron. Soc. Japan 60, 1317
- [12] Lovis, C, Mayor, M., 2007, Astron. Astrophys. 472, 657
- [13] Johnson, J.A. et al., 2007, Astrophys. J. 670, 833
- [14] Kennedy, G.M., Kenyon, S.J., 2008, Astrophys. J. 670, 502
- [15] Burkert, A., Ida, S., 2007, Astrophys. J. 660, 845
- [16] Sato, B. et al., 2008, Publ. Astron. Soc. Japan 60, 539
- [17] Ando, H. et al., 2008, Publ. Astron. Soc. Japan 60, 219
- [18] Takeda, Y., Sato, B., Murata, D., 2008, Publ. Asron. Soc. Japan 60, 781
- [19] Pasquini, L. et al., 2007, Astron. Astrophys. 473, 979