

惑星を持つ恒星の高分散分光

竹 田 洋 一

〈駒沢大学 〒154-8525 東京都世田谷区駒沢 1-23-1〉

e-mail: takedayi@cc.nao.ac.jp

我々は現在岡山観測所の新エシエル高分散分光器 HIDES を用いて「惑星を持つ恒星の分光学的研究」という、惑星を持つ恒星の視線速度、化学組成、スペクトル線輪郭、のそれぞれがからんだ複合テーマから構成される研究プロジェクトに携わっている。高精度恒星分光学という新たな課題が必然的にからむことになった本研究を始めるに至った動機とその意義、これまでに得られた結果、並びに直面する問題点、などについて述べる。

1. 視線速度の超微小変化検出への道

1.1. ベガス座 51 番星の惑星の真偽論争

1995 年から 1996 年にかけて、大きなニュースが天文学界をにぎわせた。恒星の周りの惑星の存在を初めて確認したとの報告である¹⁾。その栄えある最初の星は、ベガス座の 51 番星という太陽に似た 5 等星であった。この発見は間接的な手段を用いたのである。つまり恒星の周りを惑星が回っている複合系では本質的に惑星は恒星に振り回される作用を受けているのであるが、同様の意味でその反作用として恒星も惑星にわずかながら振り回されている。従って恒星の動きを注意深く観測して予測と合わないふらつきが観測されればその周りに惑星が存在することがわかるのである。ただしこの場合は主星たる恒星のふらつきは直接の撮像で捕らえることは出来ないので、分光観測という手法を用いる。恒星のスペクトルの中のフラウンホーファー線という暗線の波長のズレは視線方向の運動成分(視線速度)に対応しているので、そのズレ(ドップラーシフト)の極めてわずかな周期的な(この星の場合約 4 日)時間変化を捕らえることで惑星の存在を検出することが出来たわけである。

ところがこの発見に対する強い批判が出た。スペクトル線輪郭の解析の大家であるカナダのグレイ

教授による「ベガス座 51 番星のスペクトルには惑星存在の兆候など見られず」というタイトルの論文が出版されたのである²⁾。つまり惑星による視線速度変化ならスペクトル線は単に平行移動するだけなのでその輪郭自体は変化するはずがない。ところが教授がこれまで長年蓄積してきたこの星のデータを改めて再点検したところ約 4 日の周期でスペクトル線輪郭の非対称性が変化していた。この結果を基に、「この輪郭の周期的変動はおそらく星の脈動に起因するもので、これを視線速度の変動と見誤ったものに相違なく、そもそもの惑星の存在との結論自体が誤りである」との説得力のある主張を展開したのだった。この批判は続々報告され始めた数個の同様の太陽型星の周りの惑星発見ニュースの真偽にも疑問を投げかける結果になったのである。

1.2. 岡山ヨードセル分光の試み

これに刺激された私はこの論争の真偽を確かめるべく岡山観測所 188 センチ望遠鏡のクーデ分光器を用いてベガス座 51 番星の視線速度と線輪郭のモニター観測を行いたいと思い、1997 年の夏に安藤裕康さん(国立天文台)に相談を持ちかけたところ、「これは面白い、丁度良いことに来年天文台の客員教授として来日するピーターソン博士

(豪州)もこの問題に興味を持っているので彼にも話してみましよう」と前向きに答えてくださった。そして数日後ピーターソンさんからの返事のメールを見せて頂いたが、それには「興味があるのでどうい手法で観測するのかの詳細をもっと知りたい、竹田氏は岡山でヨードセルを用いた視線速度観測をやる気があるのか」と書かれていた。これがヨードセルというものを頭の中で具体的に意識するきっかけになった。

ヨードセルとはヨウ素を透明の真空容器に封入したガスフィルターのことであり、このガスフィルターを通して星のスペクトルを撮ることで極めて微細な視線速度の変化が検出可能になるのである。惑星を検出するためには毎秒十メートル以下の精度を達成しなければならない。これは検出器の素子の大きさの百分の一程度にあたる極めて微小なものであり、完全には除去することの出来ない分光器の不安定性に起因するズレの方が実際の所ずっと大きい。このような精度を実現するために、ヨウ素ガスのフィルターを通して分光し星のスペクトルの中にびっしりと密集したヨウ素分子線の吸収スペクトル(安定で素性が良く波長もよくわかっていて基準として最適である)を焼き込むのである。基準となる非常に目盛りの密な物差しを星のスペクトル自体に埋め込むようなものと言って良い。

話はまとまって「この観測を岡山188センチ鏡で行いたい、ヨードセルを製作して使用することを検討している」旨申し込んだが、このプロポーザルはプログラム委員会から「まずヨードセルを作ってからにするべし」と却下されてしまった。それで再挑戦を図るべく、宮崎英昭さん(国立天文台)と和田節子さん(電通大)の両先生にお願いしてヨードセルの試作品を作っていただいた。急ごしらえだったので体裁はあまり良くなかったが温度コントロールもされた一応ちゃんとしたものだった。これを岡山観測所に持ち込んで渡辺悦二さん(岡山観測所)に苦勞していただきクーデ焦点に装着して白熱電球の光を入れてテストをしたところ、ちゃん

ときれいなヨウ素の吸収スペクトルが撮れたのである。

ところが皮肉なことに、時期を同じくしてグレイ教授の「恒星振動の兆候無きゆえベガス座51番星の周りには惑星がある」というタイトルの謝罪論文が出版された³⁾。彼は集中的にこの星を再観測して調べたところ線輪郭の変動は全く見られなかったので、白旗を上げて前言を翻して「惑星はやはりある」と認めることになったのだった。それでこの星のミステリーに対する興味は少し冷めたのだが、「それなら岡山でも惑星を検出できるだけの視線速度精度を達成したい」と新たな目標を定めたのである。

1.3. 実際上の困難

しかしながら物事はそう簡単には進まなかった。まず一週間近くの連夜のテスト観測を行ってわかったことは一晩の間に、また数日のタイムスケールでも、スペクトルが驚くほど大きな器械的なズレを示すことであった。それは1日あたり約0.1 Å(検出器上で数ピクセル:視線速度に直して4000-5000 m/s!)程度にも及んだのである。ヨードセル法は確かに不可避の器械的ズレの影響を打ち消して視線速度を正確に決定できる手法ではあるが、それは当然ながら程度の問題である。これほど大きな不安定性があったのでは毎秒数メートルの精度は望むべくもない。しかし幸いなことに吉田道利さん(岡山観測所)がこの変化が外気温と関係していることを見抜いて下さったのであった。これを機にして観測所のスタッフの皆さんが、クーデ室とドーム内の各場所の温度モニターの導入、クーデ室に足を踏み入れる必要のない遠隔操作、分光器の温度の安定性の維持、など安定性に向けた工夫に一丸となって努力して下さるようになったのである。

セルを通した星のスペクトルから視線速度を求める解析に関しても困難があった。基本的な原理はすでにリック天文台グループによって確立され

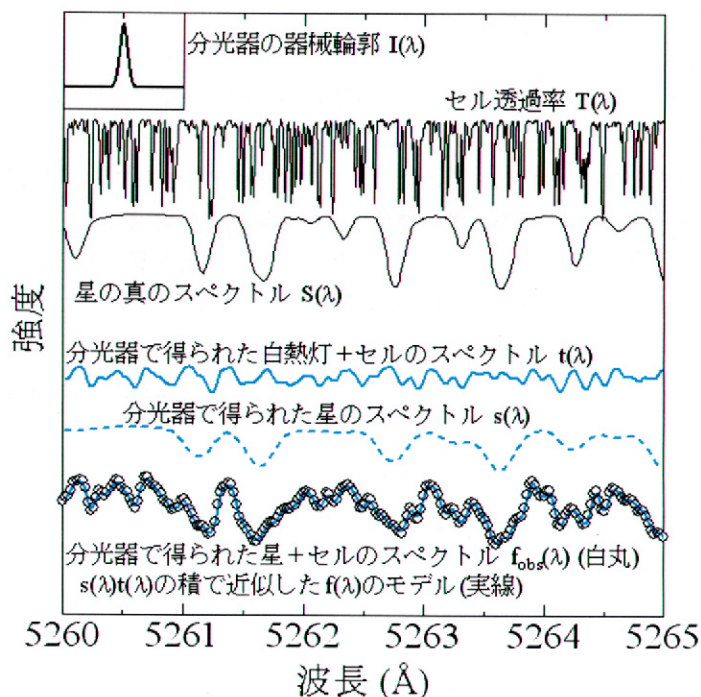


図1：ヨードセル解析に関連する色々な種類のスペクトルの例。星はアンドロメダ座アップシロン星。ここに挙げてある $S(\lambda)$ については大気モデルから理論的に計算したものである。

ていたものでこれに沿ってやればよからうと高をくくっていたのであるが物事はそう甘くはなかった。星自体の真のスペクトルを $S(\lambda)$ 、セルの透過率を $T(\lambda)$ 、分光器の器械輪郭を $I(\lambda)$ とするとセルを通して分光器で撮られた星の（星+セル）スペクトル $f(\lambda)$ は $f(\lambda) = I(\lambda) * [S(\lambda)T(\lambda)]$ （「*」はたたみ込みという関数操作）と表される（図1）。星はその視線速度 v に応じてスペクトル線のズレを生じるので $S(\lambda)$ も対応して平行移動するから結局 $f(\lambda)$ は v の関数にもなっている。つまり v を変数としてモデル化された $f(\lambda, v)$ と観測された（星+セル）スペクトル $f_{\text{obs}}(\lambda)$ が最も良くフィットするように v を決めるのである。ただここで問題はこのモデル化を実現するために $I(\lambda)$ 、 $S(\lambda)$ 、 $T(\lambda)$ のそれぞれをどう決めるかであった。 $T(\lambda)$ は分子デ

ータで決まる普遍的なものでリック天文台のマーシー博士にお願いしてスペクトルを送っていただいた。一方 $I(\lambda)$ や $S(\lambda)$ は原理的には白熱光（連続スペクトル）をセルを通して撮ったスペクトル $u(\lambda) = I(\lambda) * T(\lambda)$ や星のみを撮ったスペクトル $s(\lambda) = I(\lambda) * S(\lambda)$ から逆たたみ込み（deconvolution）という手法で求めるはずであったが、私にはこの deconvolution がどうもうまく行かなかったので解析が進展しなかったのである。

1.4. 開けた突破口

物事が動き始めたのは2000年になってからであった。これは、岡山新エシエル分光器 HIDES が完成し共同利用機器としての稼働を始めてデータが得られるようになったこと、またクーデ室の環境が整備されて以前に比べて格段の安定性が確保されるようになったこと、という観測

環境の大幅な改善に負うところが大きい。この HIDES は従来の分光器と比べて数倍広い波長域と数倍高い波長分解能のデータが得られる最新鋭のものであった。視線速度決定の誤差は、用いる星のラインの数がより多いほど、また星のラインがよりシャープなほど、小さくなるので格段に高い精度が期待できるのである。

このような立派なデータが得られるに至り、実際の解析を行って精度を出す必要性に迫られたのであるが deconvolution は未だにうまく行かないのでやむを得ず直観に基づく近似法を用いた。 $s(\lambda)$ 、 $u(\lambda)$ 、 $f(\lambda)$ の3つを図の上で並べてみると f は s と t の積のように見えるので思い切って $f(\lambda) = s(\lambda)u(\lambda)$ と近似してみたら意外にもこれがうまく f_{obs} を再現できることがわかったので（図1を参照）

まずこれで進めることにしたのであった。またこれだと deconvolution は全く必要ないので極めて高速な解析ができるというメリットもあった。

更なる問題点は検出器面上の位置によって得られる視線速度の値に大きな系統誤差があることであった。これはセルを入れて $f(\lambda)$ や $l(\lambda)$ を撮ったときとセルを外して $s(\lambda)$ を撮ったときで微妙な光軸のズレが生じたせいであったと思われるが、基準となる最初に撮られたスペクトルに対する視線速度の相対変化を各波長（セグメント）で求め、その相対変化をセグメント同士で加え合わせる、という対処法で一応取り繕うことができたのである。そして2000年の夏に至り、毎秒十数メートル程度の視線速度変化検出精度を達成できた⁴⁾。近似的簡便法でもある程度のところまでは行けるのだなと思った次第である。

1.5. 精度の更なる向上へ

しかしながら、このやりかたではおそらくこれが限界であり、毎秒数メートルという世界的なレベルに達するためには観測解析の両面においてもっと厳密性を重視した根本的改善が必要とされることは明らかであった。実際ここからは共同研究者である神戸栄治（防衛大）、佐藤文衛（東大）の両人が中心になって活躍してくれたのである。

すばる望遠鏡 HDS 分光器でセル製作の経験をされた神戸さんが中心になって、岡山の HIDES で最も精度が出るように最適な量のヨウ素を封入し、コーティングしたロスが少ないガラス容器を用い、保温のための発熱量が非常に少ない（つまり分光器の安定性に悪影響を与えない）、ヨードセル二号機の製作がなされた⁵⁾。これにより観測における効率や安定性の面で確実に改善が見られた。

また大学院生の佐藤君は独自の解析法を開発してくれた⁶⁾。彼の方法ではセルを通した星のスペクトル、 $f(\lambda) = I(\lambda) * [S(\lambda)T(\lambda)]$ 、さえあれば「それそのものから」 $I(\lambda)$ や $S(\lambda)$ を求めかつ deconvolution して視線速度を求めることが出来る。星のみのス

ベクトル $s(\lambda)$ やセルの吸収スペクトル $l(\lambda)$ を撮ることさえ必要ない。これが観測効率に与えるメリットは非常に大きい。ひいてはセル入りの星スペクトルのみで全て事が足りるので、上に述べたような検出器面上の位置による系統誤差（セルの出入りによって生じる光軸ずれ）が現れることはなく、更には器械輪郭の微妙な時間変化（実際生じており誤差の原因になる）にも自動的に補正対応できるのであった。

そして昨年（2002年）にはこれらの努力が結実する成果が得られた。毎秒5メートル程度の視線速度精度が達成されたのである⁶⁾。しかも数ヶ月から1年程度の長期のタイムスケールでもほぼこの安定性は保証されることが確認されたのであった。しかしこの結果に満足することなく更に高い精度達成へ向けてこの挑戦はまだ続いている。そしてこのヨードセルを用いての独自の視線速度がらみの研究も新たに開始されている。佐藤君によるG型巨星周りの惑星サーベイ⁷⁾、神戸さんによる太陽型星の振動検出⁸⁾、である。近い将来には新たな成果が花開くことであろう。

2. 惑星を持つ星の化学組成

2.1. SMR 星との関連

新たな発見が次々に報じられて惑星ブームの巻き起こっていた1997～8年頃、一般にはさして広まらなかったが恒星スペクトルの研究者の関心を極めて強く引きつけたニュースがあった。惑星を持つ恒星はどうやら金属が過剰らしいとの報告である。これは実際にわざわざ解析をした結果偶然見出したのではなく、惑星の発見された星の初期のリストを眺めたときにすぐにピンと来たのではないかと思う。と言うのはこのリストの中のペガスス座51番星、かに座55番星、ヘルクレス座14番星などはすでに超金属過剰星（Super Metal-Rich stars: 以下ではSMR星と略称）と呼ばれる一群の特異星候補としてよく知られていたからである。

SMR 星は「金属量が太陽と比べて 0.2dex ($10^{0.2}$ 倍) 以上の過剰を示す星」という定義で分類されるものである。そのやや大げさな名称とは裏腹に比較的控えめな異常の程度 (0.2-0.5 dex) ゆえ、数 dex の大きな欠乏を示すもののある金属欠乏星などと比べて恒星分光学ではこれまであまり興味を持たれていなかった。渦巻銀河のバルジや楕円銀河など積分スペクトルに強い線強度が見られる場合の解釈に関連する星の種族としてむしろ銀河天文学の分野で議論されていた。

しかしこの SMR 星の正体は長年謎であった。と言うのもなぜこのような過剰を示すのかの合理的な説明が出来なかったからである。銀河ガスの金属量は「星がその生涯や死の際に自分が内部で生成した重元素を周りにばらまいてガスの金属量を増やし、更にそのガスから星が生まれる…」というプロセスを繰り返すことで時間と共に増えていくので、若い星は古い星より金属量は多くなる (本特集の比田井昌英氏の記事⁹⁾も参照されたい)。ならば SMR 星は太陽 (年齢約五十億年) より若い星なのかというと、この銀河化学進化のプロセスでは 0.2dex 以上の過剰はどうしても説明することが出来ない。というのは時間が経過して金属量が増えるにつれてだんだん増加の程度は比率で言うと頭打ちになるからである。

その意味で惑星の見つかった星に SMR 星があったことは確率から言っても偶然とは思えなかった。実際他の惑星を持つ星を改めて解析してみると、うしかい座タウ星など新たな SMR 星までどんどん見出されたのである。従ってこの発見は SMR 星の起源の解明に光を与えるかも知れないと思われた。つまり惑星を持つことと金属過剰になることは何かの相関があるのではないかと。もしそうであるなら分光学的な組成解析の手法で惑星を持つ星の候補を見出す可能性があるのではなからうか？

2.2. 金属過剰の原因は？

なぜ惑星の存在がその母星の表面組成と関係す

るのであろうか。いち早く提唱された説は、惑星形成の理論と密接に関連するものであった。つまり標準的な理論では小さな微惑星要素が凝集して大きな惑星が形成されるのだらうと考えられている。この過程から考えて、惑星系形成初期には多くの微惑星物質が母星に多量に降着することは大いに考えられる。さて、微惑星物質は隕石などの原初太陽系物質からも類推されるように固体相のものと考えるのが妥当であろう。こういう固体物質には水素のような軽い元素は蒸発してしまっていて含まれていないが重元素は多く残っている。恒星の金属量とは重元素量の水素量に対する比のことであるから、水素の欠乏した微惑星物質が恒星の表面に降り積もって混ざり合うと結果的に恒星表面物質の金属量が増加することになるであろう。つまり「惑星がある→微惑星物質の降り積もりもあった→金属過剰になっている」というわけである。

金属過剰がこの機構によって生じたのかどうかのチェックのための有効な試金石がある。実は色んな元素は微惑星物質のような固体物質に含まれにくいものと含まれやすいものに分けられるのである。前者を揮発性 (volatile) のグループと呼び炭素(C)、酸素(O) など比較的軽い元素が多い。一方後者は固質 (refractory) のグループと呼ばれ珪素(Si)や鉄(Fe)など一般に金属と称される比較的重い元素からなる。それならば上記のメカニズムで混合が起こった場合確かに Fe や Si などの固質の元素は過剰を示すであろうが揮発性の C や O などはそれに与しないであろう。つまりこの説の検証のためには色んな元素の組成を調べて二つのグループの間に有意な差があるかどうかを見ればよい。

我々もこの問題の検証に取り組むべく、岡山 HIDES で惑星を持つ星で明るいものを観測して解析を行った。我々の用いたスペクトル線の数はさして多くはないのであるが、スペクトル合成という詳細な手法を基調にしたもので、その点では他のグループの仕事とは一線を画していたのだが、意外にも揮発性と固質のグループ間ではなんら有意

な組成差は見られないという結論が得られたのである¹⁰⁾。ただ図2(岡山サンプル)に示すように平均として金属過剰の傾向は確かに見受けられた。また理論的な方面からの降着混合説の困難も指摘された。つまり太陽型の恒星の外層には対流層が存在するので降着した金属過剰の物質はそこでかき混ぜられて結局は過剰の大きさもある程度薄められる。ところが対流層の厚さは恒星の表面(有効)温度が高くなるにつれて薄くなるので、より高い温度のより薄い対流層の恒星ほどより大きい過剰が予想されるのであるがそのような傾向は全く観測されていないのであった。ここにおいて微惑星物質の降着混合説(後天説)は金属過剰の説明としてはどうも疑わしくなったのである。むしろ逆に、金属量のより多いガスから生まれた恒星ほど惑星を持つことになりやすい、という先天説の方にどちらかといえば分が出てきたと言っても良いかもしれない。

2.3. 問題の難しさの自覚

ところが新たに惑星が発見された星をすばる望遠鏡のHDS分光器で観測したデータも入手できてこれらの星の組成分析を試みてみると¹¹⁾、普通の星の場合の金属星分布¹²⁾とあまり変わらない結果が得られ(図2のすばるサンプルのヒストグラムを参照)、そもそも「惑星を持つ星→金属過剰」という命題自体がどこまで正しいのかわからなくなってきた。現時点で言えることは「惑星(それも特に数日~数十日の短周期のもの)を持つ星が見か

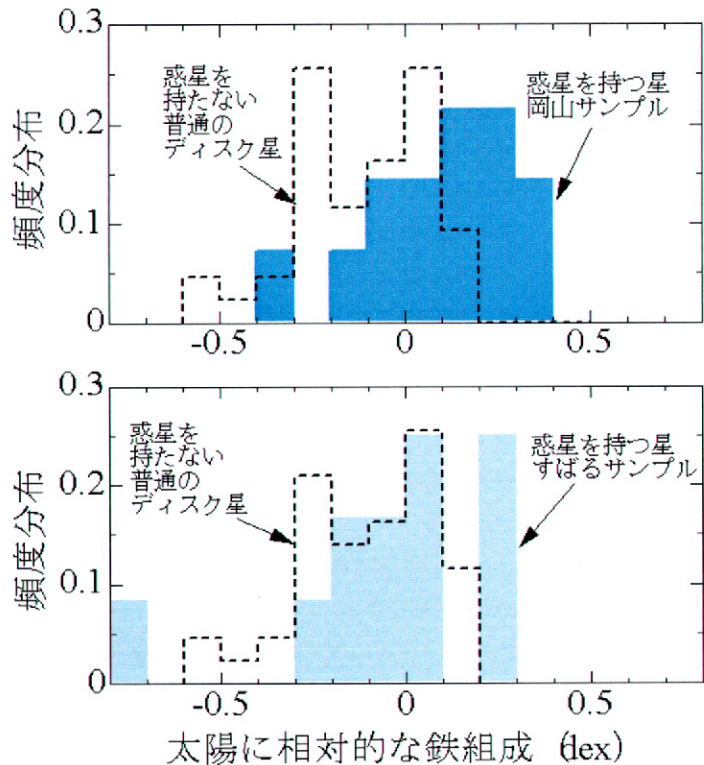


図2: 我々のグループが解析した惑星を持つ星の金属量(鉄組成)の頻度分布。それぞれ文献10と文献11に基づく。参考のために惑星を持たない普通のディスク星の場合の分布(文献12より引用)も破線で示してある。

け上太陽よりやや多目の金属量を持つ傾向は平均的に見て確かに存在すると言ってよいが、ちらばりは大きい上に例外も多く量的に微妙な問題であり、組成異常の原因などこれ以上突っ込んだ有意な議論をすることは難しい」ということである。実際、この「惑星を持つ星の金属量」問題は(解析の手法、基準の取り方、サンプルの不完全性など)少なからぬ困難と不確定性をはらんでおり、決して解決は簡単ではないことを悟るに至ったのであった。

第一には0.1-0.2dex程度の組成の差異が問題になるので、0.1dexを下回る精度で組成を決定しなければならない。分光学的な組成解析では恒星大気モデルから計算される線強度が観測と合うように組成を「決定」するのであるが、これは科学的な計

測とは程遠いものであって、不確実なモデルを元に単に「推測」しているだけだと言った方が良い。それゆえこうして求められた元素の（絶対）組成（恒星大気中の元素原子の数を水素原子数を単位として表した量）そのものの値はこのような高精度はまず持ち合わせないのである。

第二に基準の取り方の問題である。恒星の金属量の多寡は恒星の組成と太陽組成の比（対数差）で定義される相対的な量で判断される。我々にとって絶対的存在である太陽を比較基準にすることに異論はないが、太陽は少なくとも九つの立派な惑星を携えている恒星である。ならば「惑星を持つ恒星は（太陽と比較して）金属量が多い」というのは何かおかしくはないか？実は太陽の組成は近傍の同類（同年齢、同タイプ）の恒星と比べて必ずしも普通ではないとの見解が固まっている。どうやら若干（0.1–0.2dex）多めになっているらしい。なぜ銀河の化学進化に反する結果が出ているのか？「太陽は銀河中心に近い比較的金属量のより多いところで生まれて軌道が外側にずり出したのだらう」とか上述の「惑星を持つことによる後天的な組成異常か」とか色々議論がなされているが未だ推測の域を出ない。いずれにしてもはっきりしているのは太陽という星一つのみを基準にして相対的に金属量の大小を議論するだけでは全く不十分であることである。

第三にサンプルがまだまだ不十分であることが挙げられる。現段階において惑星を「持つ星」あるいは「持たない星」という二極的に議論することにどれだけの意味があるだろうか。4.1節で述べるように傾斜角の不確実性に起因する質量の不確実性ゆえ、現在惑星を持つとされている星の伴星が実は惑星でなかったということも起こりうるだろうし、さらに困るのは（「惑星がまだ今のところ見つからない星」というのは沢山あるとはいえ）「惑星を本当に持たない星」という厳密な比較サンプルを構築することの困難さである。これらの問題の解決には地道な観測の継続とともに時の経過を

待つしかなかろう。しかし遠い将来には惑星系を本当に持たないとほぼ確認される星や、惑星系をもつ星はその詳しい様子（多重系など）がかなり明らかにされていると期待したい。そのときにこそ初めて惑星の質量や個数や軌道分布などのれっきとした物理量に基づいて母星の金属量と惑星系の相関に関する決定的な議論が出来るのではないか。しかしながら、ただ手を拱いてこれ待つのではなく、今現在でも出来ることがあるはずである。我々は以下の二つの節で述べるような研究を HIDES を用いて始めることにした。

3. われわれの目標: I. 高精度組成解析への布石

3.1. 差分解析と相対組成

上に述べたように分光学的に求められた恒星の元素組成（絶対組成）は一般にかなりの不確実性を含む単なる推定値と捉えられるべきものである。しかしながら科学的な計測に近い厳密な組成解析を可能にする場合が一つある。それは差分解析によって相対組成を求めることである。つまり二つの星（星1と星2としよう）を各スペクトル線毎に解析することで相対組成（つまり星1の絶対組成と星2の絶対組成の差）に関する限り精度を格段に向上させて信頼性の高いものにできる。つまり原子パラメータの不確実性やモデル大気の不完全性に起因する系統誤差は互いにキャンセルされてほとんど打ち消しあってくれるからである。但しこの場合満たされなければならない二つの重要な条件がある。

3.2. 恒星大気モデルと分光学的パラメータ決定法

まず一番目の条件は「二つの星のベストな大気モデルを全く同等の方法でコンシステントに選択すること」である。恒星大気モデルの選択は、表面大気構造を最も良く表すように大気モデルのパラメータ（これは普通、有効温度、表面重力加速度、



鉄で代表される金属量、大気乱流速度、の4つである)を決定することに帰着されるが、これらのパラメータの選択は組成の精度に大きな影響を与える重要な問題となる。普通よく採用される簡便法は星の測光データ(カラー)と較正された公式を用いて決めるものであるが、広い波長範囲の情報がごったになったブロードバンドの測光データの性格上、ランダムな誤差が大きくとてもここで問題にするような高精度解析には使えない。また、最近では位置計測衛星など測定技術の進歩によって、恒星の物理量がかなり正確に決められるようになったが一つ留意せねばならないことがある。つまり上記の大気パラメータははっきり定義された恒星物理量であるが、必ずしも「実際の値」を使えばいいというものではなく、むしろ「そのモデルの範囲内で実際の状態を最も良く表す便宜上の値であること」が要求されるのである。モデルが多かれ少なかれ不完全である以上、両者は一般に一致しない。

これらの点を考慮したとき現在の目的のために最適の方法はスペクトルから分光的に大気パラメータを決める方法である。究極のナローバンドの測光ともいべき高分散分光のスペクトルから測定した一本一本のスペクトル線の強度を用いるのであるから測光的方法と比べて断然純度が高く信頼性が高い。また(まさにそれ自体組成解析の対象である)スペクトル自身を最も良く再現するようにモデル大気のパラメータを決めるのであるから整合性の観点からしてこれに勝るものはない。実際にこれをどうやるかといえば、圧倒的に数の多い中性と一回電離の鉄のスペクトル線の強度データを用いて電離平衡や励起平衡の要請を満たすように決めるのである。実はこの方法は何十年も前から知られており、実際これまでしばしば適用もされてきた。しかし問題点は、4つのパラメータが相互に深く結びつきあっているために、イテレーションを要するなど非常に面倒で手間がかかり、また主観に依存する不確定性に災いされて原理上の高精度の可能性が十分生かされていないことであった。

この難点をクリアすることが目的に向けての第一歩であると判断した我々は、これを最適化問題の形に定式化することで、必要なスペクトル線の強度を入力するだけでベストな大気パラメータを(主観に影響されることなく)迅速かつ正確に決定する方法の開発に着手した。そして大阪教育大学の久保美智子さん、定金晃三さん達の協力も得る程度満足できるプログラムを完成させることに成功した^{13), 14)}。これにより内部誤差が温度で数十度、重力加速度で百分の数 dex の精度でパラメータを決定出来るようになったのである。

3.3. 比較基準のシステム

二番目の条件は「二つの星がかなり似通っていること」である。相対組成を求める差分解析は別に目新しいものではないが、ここで問題にするような晩期型星の場合、この条件に注意を払わずに直接太陽と相対的に解析を行う場合が多い。実は対流の効果など温度や重力が少し変化すると大気構造に与える影響もかなり変わると考えられているが大気モデルでは不完全にしか取り扱われていないし、スペクトル線の強度が両星でかなり異なると線毎の解析でも原子パラメータの不確定性が効いてくるので、こういう場合は安易に太陽と直接比較することは思わぬ系統誤差を生じるものになる。

それならばどうすればよいかというと目的星と十分似た標準星と相対分光解析できるように豊富な比較基準星のシステムを構築することであろう。実は恒星測光の分野では(北極基準星系など)きちんと較正された基準星系が存在し、それを元にして二次の基準星系が準備されて、目的星の近くに常に似たような標準星を見つけることの出来るようになっている。しかし恒星分光ではこのことはほとんど考慮されてこなかった。

この現状に鑑み、我々はまず(惑星を持つ星の組成に関して有意な議論が出来るレベルの)高精度比較解析のための土台を固めるべく、百数十個程度の太陽近傍の明るい太陽型星(F, G, K型)を

分光解析して組成標準星のシステムを作り上げることに着手した。つまりこれらの星々の一つ一つについて、互いのそばの「よく似た」星に対して差分解析に基づく高精度の相対組成を求める。これらのデータを総合的にまとめることで、広いパラメータ範囲のシステム全体としての内部で組成が精度良く決定される。このシステムが完成すればかなり太陽とは性質の異なる星でも「飛び石」的に太陽とも橋渡しが出来るので太陽に対する相対組成も正確に求められるであろう。またこのことは星を太陽というただ一つの基準と比べるのではなく複数の標準星の一群の中での組成の位置づけがわかるので、2.3節で述べた基準の取り方の弊害も緩和されるはずである。いわば（温度、大きさ、金属量）の3次元の恒星パラメーター空間の各点に道しるべとなる燈台を据えていこうという企てであるが、この目的に向けて現在観測と解析を続けている。

4. われわれの目標: II. 惑星系の素性を明らかにする線輪郭解析

4.1. ドップラー法にひそむ不確定性

惑星とは「質量が恒星ほど重くなく自ら核融合でエネルギーを出すことの出来ないもの」と定義されることが多いので惑星の認定にはその質量をはっきりさせることが重要である。しかし、これまでの惑星発見の大部分に寄与してきたドップラー法(1.1節)はこの点に於いて本質的な弱点を抱えている。つまり視線速度（速度ベクトルの視線方向成分）の情報しか得られないので、軌道面の傾斜角 i がわからないと伴星（惑星）の質量は $M \sin(i)$ という形でしか求められないのである。統計的な考察から $\sin(i)$ の値の確率分布はわかるから $M \sin(i)$ だけでも確かに有用な議論は出来るのであるが、個々についてはこの因子の不確定性は残る。したがって、得られた伴星の $M \sin(i)$ が惑星クラスの十分小さい値であったとしても、もし i が十分小さい場合は（つまり公転軸に沿う視線で軌道面を正面

に見る感じのとき）、実は M は大きくて立派な恒星であるのに $\sin(i)$ が非常に小さいので見かけ上 $M \sin(i)$ が小さく抑えられているだけという誤認定の可能性は否定できない。

実際、これに類する議論がつい最近起こった。それも例のペガサス座 51 番星に於いてであった。赤外線干渉計を用いた高空間分解能観測から「この星のすぐそばに天体、それも普通の M 型の主系列星らしきもの、が存在するようだ」という暫定的な報告がなされたのである。それで「これまで惑星と思われていた主星の周りを回る周期約 4 日の天体は実はこの星のことでは無いのか？実は i が非常に小さいので $M \sin(i)$ が見かけ上惑星っぽく小さくなっていただけではないのか？」という疑いが生じたわけである。この観測や批判に対しては反論もあって、今のところどちらと決着したわけではないが、 i が不定のままである限りドップラー法から決めた伴星質量にもとづく惑星はこういった批判を受ける危険を本質的に内蔵している。2.3 節に述べたように、惑星の正確な情報を蓄積する必要性の観点からすればこの状況はあまりに不十分である。

4.2. 射影自転速度と軸傾斜情報

それでは点状にしか見えない恒星の場合この軌道面傾斜角 (i) を求めることは絶対に不可能なのかというと、そういうわけでもなく一つ方法がある。それは主星の射影自転速度を用いる方法である。惑星系の形成過程から考えて、主星の周りを惑星が回る軌道運動の公転軸の向き（傾斜角 i ）は主星の自転軸の向き（傾斜角 I ）とそう変わらないと仮定して悪くない。実際これは太陽系でも天王星を例外としてほぼ成立している。恒星は自転することにより（表面上に我々から遠ざかったり近づいたりする部分が出るから）ドップラー効果でスペクトル線の幅が広がり特徴的な輪郭を示すのでスペクトル線の輪郭を解析して自転速度を求めることが可能になる。ただしこの場合も求まるのは赤道自転速度を V_{rot} として $\sin(I)$ という因子

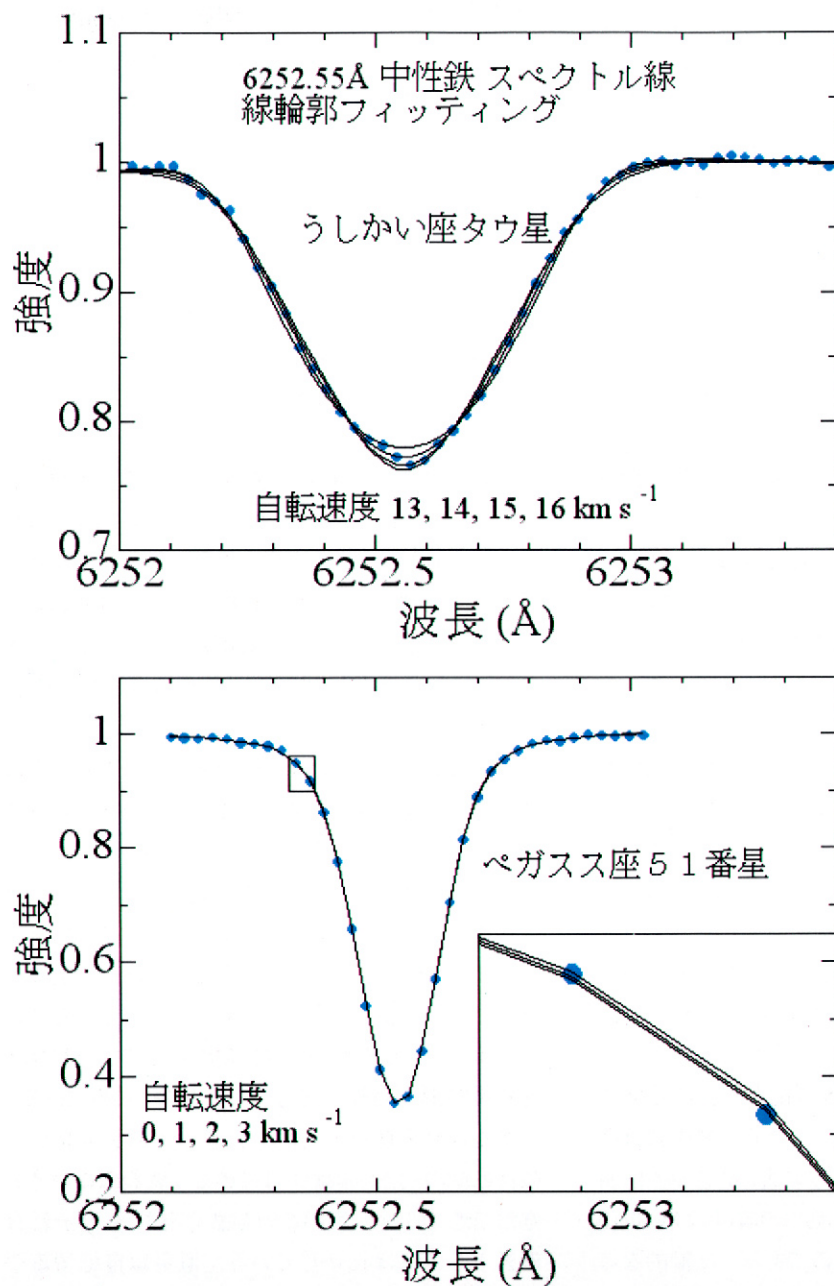


図3：スペクトル線輪郭のフィッティングからの自転速度の決定。実線は理論、青丸は観測。与えた自転速度に対して最適なフィットが得られるように乱流速度はそれぞれの場合で調整してある。上図の場合は自転が大きいので輪郭は敏感に反応し、精度良く $V_{\text{rot}} \sin(i)$ を決めることができるが、下図の場合は自転が遅く熱幅や乱流幅の方が卓越しているので眼視ではほとんど $V_{\text{rot}} \sin(i)$ に対する変化は見られず解析が難しくなってくる。

のかかった射影自転速度 $[V_{\text{rot}} \sin(i)]$ である。

一方 V_{rot} については独立に決定しうる。つまり太陽型の恒星は表面に黒点のような局所的な活動領域があるので長期間の測光ないしは輝線強度の分光観測をすることで周期的変化（モジュレーション）を捉えて自転周期（ P ）を知ることが出来る場合がある。実際かなりの数の明るい太陽型星はこの手法で P がわかっている。そして恒星の半径（ R ）は光度と表面輝度（温度）からわかるので、 $V_{\text{rot}} = 2\pi R/P$ と求まる。従って、 $V_{\text{rot}} \sin(i)$ が線輪郭から得られた場合、 V_{rot} を独立に決めれば i がわかるのでそれから $i(\sim I)$ の値を推定できる（すなわち M が確定される）というわけである。また $V_{\text{rot}} \sin(i)$ そのものを決めることが出来なくてもその上限値だけでも M の上限が抑えられるので有用である。

4.3. 実際上の困難

我々はこの方法で、惑星を持つと報告された明るい恒星の射影自転速度をスペクトルから決定して惑星の質量を確定しようと企てたので

あるが、いざ観測と解析を行ってみると自転速度の正確な決定と言うことの困難さを改めて気づかされた。もちろん（自転速度が十分速い、より高い温度のうしかい座タウ星など：図3上を参照）全く楽に行く場合もあるのだが、太陽型のようなより低温の星になってくると恒星風で角運動量を失って自転速度がかなり遅くなってしまっているので高々毎秒2キロメートルあるいはそれ以下程度である。例えばベガス座51番星などは自転が遅く線輪郭にあまり寄与しないので甚だしく困難な問題になる（図3下）。岡山 HIDES 分光器は器械幅が毎秒3~4キロ程度の高波長分解能なのでこの程度の量なら見分ける能力はあるのだが、問題は星の方であって、恒星のスペクトル輪郭の広がりには自転効果のみならず恒星大気における原子の熱運動ならびにガスの乱流運動によるドップラー効果が効いてくるので（ともに毎秒1~3キロの寄与を与える）これら競合する要素を分離して自転の情報だけを抜き出さねばならない。

熱運動は自明であるが、やっかいなのは大気乱流の方である。沸騰して泡立っているような大気非等方対流運動とかかわっていることは疑いないとはいえ、速度分布のモデルを作るのが非常に難しい。簡単なモデル化は可能だが、自転と乱流で非等方的な速度分布同士相互作用をしてもはや関数的に分離することができず必然的に融合した「込み」で扱わねばならない。さらに細かいことを言えば大気の温度の非均一性（高温上昇流と低温下降流）と密接にからんでいるので、厳密には線輪郭が非対称になってくるし、おまけにスペクトル線毎の個性（電離度、励起ポテンシャル）によって効果が変わってくるのである。しかし毎秒1~2キロあるいはそれ以下程度のレベルの自転速度（ないしは上限値）をきちんと抑えようとするならば、なによりもまずこの乱流速度場の素性を明らかにしなければならない。

4.4. 新たなモデル化と解析手法の必要性

スペクトル線の輪郭には豊富な情報が含まれているので、その形状や非対称性を詳細に解析することで色んなことが明らかにされる可能性を秘めている。しかし含む情報が多いと言うことは、逆に言えば様々なものが混じり合っただけで問題が更に難しくなるということに他ならない。第1節で述べた視線速度変化精密検出の問題とこの線輪郭から自転速度や大気乱流を調べる問題の両者を比較してみよう。

前者の場合の問題点は「いかに確固とした比較基準のものさしを用いて誤差を除去するか」ということと「定式化されたモデルを基に最適化問題をいかに正確に解くか」ということの二点に絞られていた。そしてヨードセルスペクトル+多数のラインの使用で誤差の問題はクリアされ、数値計算の問題を巧みに解くことによって解が求まったわけである。そこではモデルに関する曖昧性はほとんど無く、恒星自体の物理は入ってこなかった。

一方後者の場合の本質的な困難は、むしろ「恒星表面大気の数値場や非均一性をいかにモデル化するか」ということにある。つまり解をいかに求めるかを心配する以前に、解くべき問題が本当にうまく定式化されているかがあやふやなので、恒星大気物理が密接にからんでくる難題となるのである。実際的なモデルが必要とされるのは確かであるが、むやみにパラメータを増やして定式化すると安定な解はとうてい期待できないだろう。ここが難しい点である。

また高精度解析のためには誤差の問題も忘れてはならない。視線速度の場合のように沢山のラインを解析してそれらの解をうまく足し合わせればランダムな誤差は小さくなって高い精度で情報が得られるかもしれない。しかし（不完全なモデルのせいで）一本のラインの解析の段階でつまづいたのではそれも絵に描いた餅になる。

この意味に於いて、安定な解が得られて多数のラインの与える情報が有効に得られるように線輪郭のリファインしたモデル化に基づく線輪郭解析



手法の開発が必要とされているように思える。我々は現在この目標に向かって模索と努力を続けているところである。毎秒1キロメートル以下のオーダーの自転速度でもきちんと精度良く決めて惑星質量を確定出来るようにするためにはこの道は避けて通ることは出来ないであろう。

5. おわりに

ここに述べたように我々は岡山観測所の新高分散分光器 HIDES を用いて惑星を持つ恒星に関する分光学的研究（視線速度精密解析，組成解析，線輪郭解析）に携わっている。これは試行錯誤を繰り返しつつ少しずつ経験を積みながら一步一步進みつつある現在進行中のプロジェクトであるが，従来の恒星分光では考えられないほどの微妙な解析がからむ「恒星分光学における測定精度への挑戦」という命題が課せられたものであることを改めて認識させられた。非常に遠い天体の微かな光を捉えて遠くの過去の宇宙を見たいという「望遠鏡的」な天文学に対して，身近な星でも極度に微かな情報の痕跡をスペクトルから抽出して点状の恒星とは言えその素性を近くで見るとどのように明らかにしたいという「顕微鏡的」な天文学と言ってもよいであろう。このような分野は明るい星を対象にして研究を進めることが出来るので，HIDES のような立派な分光器を持つ岡山 188 センチ鏡のような中口径の望遠鏡にとっては格好のテーマであると思われる。天体の物理量を極力高精度に計測することは天文学の依って立つ基礎である以上，地味ながらも重要な研究になるものと信じている。

この研究は研究組織のメンバーはもとより，それ以外にも数々の人々に支えられているものである。とても全員のお名前を挙げることは出来ないが，この場をお借りしてお礼を申し上げたい。また泉浦秀行さんを初めとする岡山観測所のスタッフの皆さんが一丸となって作り上げた HIDES というすばらしい分光器がもし無ければ企てることさえ出来なかったであろう。製作チームの皆さんに心から感謝の意を表したい。

参考文献

- 1) Meyal M., Queloz D., 1995, *Nature* 378, 355
- 2) Gray D. F., 1997, *Nature* 385, 795
- 3) Gray D. F., 1998, *Nature* 391, 153
- 4) Takeda Y., et al., 2002, *PASJ* 54, 113
- 5) Kambe E., et al., 2002, *PASJ* 54, 865
- 6) Sato B., et al., 2002, *PASJ* 54, 873
- 7) 佐藤文衛, 2003, *天文月報* 96 巻, 190
- 8) 増田盛治, 神戸栄治, 2003, *天文月報* 96, 321
- 9) 比田井昌英, 2003, *天文月報* 96, 315
- 10) Takeda Y., et al., 2001, *PASJ* 53, 1211
- 11) Sadakane K., et al., 2002, *PASJ* 54, 911
- 12) Santos N.C., Israelian G., Mayor M., 2001, *A&A* 373, 1019
- 13) Takeda Y., Ohkubo M., Sadakane K., 2002, *PASJ* 54, 451
- 14) Takeda Y., et al., 2002, *PASJ* 54, 1041

High-Dispersion Spectroscopy of Planet-Harboring Stars

Yoichi TAKEDA

Komazawa University, 1-23-1 Komazawa, Setagaya, Tokyo 154-8525, Japan

Abstract: We are now conducting a research project entitled "Comprehensive Spectroscopic Study of Planet-Harboring Stars" by using the new high-dispersion spectrograph HIDES at Okayama Astrophysical Observatory, with which (1) high-precision detection of the radial-velocity variation, (2) precise abundance determination, and (3) very delicate line-profile analysis, are involved. The motivation and the significance of this project are described along with the problems encountered, the results obtained, and the future prospects.