

# 精密恒星分光学

定 金 晃 三\*

## 1. 恒星分光学とは

恒星の光を望遠鏡で集めて分光器(スペクトログラフ)に導き、スペクトルに分解してそこに現われるスペクトル線の情報から恒星の状態を研究する分野を恒星分光学といいます。この分野の研究は 19 世紀後半に、望遠鏡の接眼部に眼視分光器をとりつけて色々な星のスペクトルを観察することからはじまりました。観察の結果、星のスペクトルに現れる吸収線(暗線又はフラウンフォーファー線)の様子は色々なタイプがあることが知られるようになり、星のグループ分けが行われるようになりました。これが恒星分類学のはじまりです。いまも使われている O 型 B 型 A 型……と続くスペクトル型を使う分類法は今世紀の初めに確立し、ハーバード分類と呼ばれています。その後、1940 年代になって、モルガン達はスペクトル型の他に光度階級という第 2 のパラメーターを導入し、恒星を二種類の属性で分類することを提案しました。これが二次元分類(MK 分類)と呼ばれるもので、現在広く使われています。ではこのような分類で全部の星がうまく分類できるかという、決してそうではありません。どこの世界にも異端者はいるので、恒星の世界ではそれらは「特異星」と呼ばれ、実に色々なタイプがあります。

さて、このような恒星の分類はスペクトルに見える吸収線に注目して行われるのですが、吸収線とはいったい何を意味しているのでしょうか。恒星のスペクトル上の吸収線の波長を測定して、それを実験室内で測定された原子やイオンのスペクトル線の波長と比べると、恒星の吸収線の波長が水素やカルシウムといった特定の原子やイオンの線の波長とピッタリ一致することがあります。観測された複数の吸収線の波長と強さの比が、ある原子のスペクトルのそれと一致すれば、その吸収線群はある特定の原子に由来すると断定することができます(図 1)。このような作業を吸収線の同定といって、恒星分光学の研究の第一歩になります。例えば中性水素のスペクトル線群の波長と一致する吸収線が恒星のスペクトルにみつかれば、それはその星の表面に水素が存在することを物語っています。実際、水素の線はほとんどすべての恒星のスペクトルの中に見出されます。同様に、恒星のスペクトルには水素以外の色々な原子やイオンの

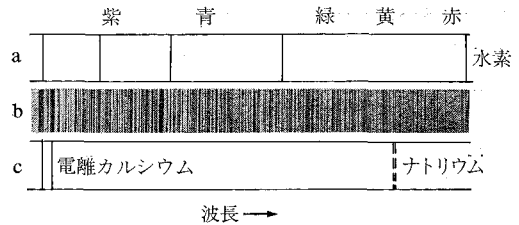


図 1 スペクトル線の同定。恒星のスペクトル (b) と実験室で観測したいろいろな原子のスペクトル (a と c) を比べて、星の吸収線を作る原子 (イオン) を判定する。

吸収線が見つかっており、このことから恒星の実体は地球上に存在するのと同じ色々な元素の混合したガス体であることが理解されるようになりました。では、恒星の多様なスペクトル型はどうしてできるのでしょうか。恒星の色々な元素はどんな比率で混じっているのでしょうか。また、その混合比は一体どんな意味をもっているのでしょうか。

20 世紀の前半には、量子力学をはじめ物理学の色々な分野が急速に進歩しました。それによって、上のような疑問に答えることが次第にできるようになりました。まず、原子スペクトルの研究から、恒星のスペクトル型のちがいは主に恒星表面の温度のちがいをあらわしていることが明らかになりました。例えば、高温の O 型星や B 型星にしかヘリウムの吸収線がみられないのは、ヘリウムの原子構造に原因があることがわかりました。このことは、太陽のスペクトルにヘリウムの吸収線が見えないとしても、太陽にヘリウムが存在しないことを意味しないことを教えています。さらに、吸収線の強さの測定値から、その星の大気中にその吸収線をひきおこす元素がどれだけ含まれているかを定める理論が 1950 年代には一応完成しました。多くの星のスペクトルの定量的研究の結果、恒星の化学組成は太陽も含めて大まかにはよく似ていること、そして恒星の大気中に最も多量にあるのは水素とヘリウムで、この 2 種類で全体の 99% を占めることが明らかにされました。のこりの元素を全部合わせても 1% 程度なのですが、原子量の大きい元素ほど急激に少なくなることも分りました。このような化学組成のパターンは、銀河系内の元素合成の歴史を物語るものと考えられ、現在も研究が行われています。

このようにして、太陽をはじめとする恒星のスペクトルを理解するための基本的な方法論は 1950 年代には完

\* 大阪教育大 Kozo Sadakane: High Accuracy Stellar Spectroscopy

成しました。1970年代以後になると、観測技術が著しく向上し、恒星の 대기におこる色々な現象が次々に研究テーマにのぼるようになっていきます。

## 2. スペクトル線から読みとれること

恒星のスペクトル線の観測からは実に様々な情報を読みとることができます。そのうちの基本的なものをいくつか説明しておきます。

### a. 視線速度

すでに同定されている吸収線の観測波長  $\lambda$  と実験室での波長  $\lambda_0$  の差を測定すれば、その恒星と観測者を結ぶ線上での相対速度(視線速度)を決めることができます。これは、光源と観測者の間に相対運動があった場合におこるドップラー変位(図2)を測定しているわけです。このような観測から、恒星の空間運動の研究ができますし、また連星系の軌道運動の研究もできます。最近の話題としては、太陽以外の恒星に惑星の存在を検出しようとする観測があります。惑星自身は光を出さないで、直接見つけることは困難ですが、公転運動をしているはずですから、恒星自身も惑星との共通重心のまわりを同周期で公転しており、従ってその恒星の視線速度に周期的変化があるはずで、しかし、惑星は質量が小さいので、予想される速度の変化の幅はとても小さく、従って精度の高い(速度の分解能が  $100 \text{ m s}^{-1}$  以上)の観測が要求されます。しかも相当長い(少くとも数年)時間をかけた観測が必要で、この間要求される精度を維持するためには観測装置そのものをきびしく管理しなくてはなりません。太陽系の外に惑星系をみつけることは大変興味あるテーマですが、今までのところこの方法で確実に成功したと認められた例はないようです。

### b. 吸収線の形

次に吸収線の形(プロフィール)からはどんなことが読みとれるのでしょうか。恒星のスペクトルを高い分散で観

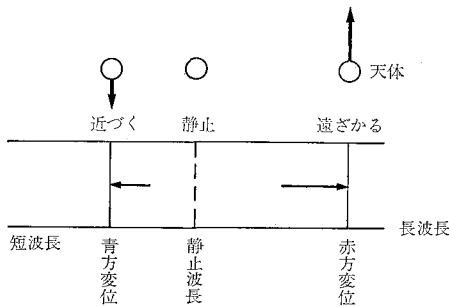


図2 ドップラー変位。観測者と天体の間に相対運動があると、天体のスペクトル線はドップラー効果による変位をおこす。この変位の大きさは、相対速度の大きさ(厳密には視線方向の速度の大きさ)に比例する。

測すると、ある星では吸収線の形が広く浅いお皿のような形をしており、別の星では同じ吸収線が狭くて深いという例に出会います(図3)。このような形のちがいは主に恒星の自転速度のちがいによっておこります。望遠鏡でみる恒星は点状にしか見えませんが、実際は球状をしており、それが自転軸のまわりに回転しています。もし恒星が高速で自転していれば、この星から出て観測者に届く光のうち、観測者に近づきつつある半球から出発した光はドップラー効果で波長が青いほうに変位し、一方遠ざかりつつある半球からの光は逆に赤いほうに変位するはずで(図4)。このことは、1本の吸収線に関しては、幅を広げる効果を持ち、観測された吸収線の幅を測定すれば、逆に恒星の自転速度を推定することができます。もっとも、恒星は点状にしか見えませんが、自転軸と観測者の視線のなす角度  $i$  は一般に特定できません。そこで、観測から求められる量は恒星の赤道自転速度  $v$  と  $\sin i$  の積すなわち  $v \sin i$  の大きさになります。恒星のうち最も速く自転しているグループはB型主系列星で、中には  $v \sin i$  が  $450 \text{ km s}^{-1}$  にも達する星があります。1970年代までの恒星の自転速度の観測の精度は  $10 \text{ km s}^{-1}$  の程度でした。そこでG型星より低温のグループは自転がおそいという程度のことしかわかっていませんでした。最近になって高精度で吸収線プロフィールの観測ができるようになり、自転速度も  $1 \text{ km s}^{-1}$  の

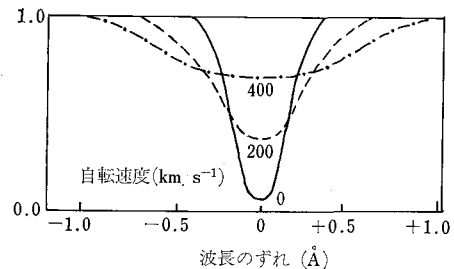


図3 自転による吸収線の広がり。恒星が全く自転していないときの吸収線(実線)は細く深いですが、自転速度が大きくなるにつれ、吸収線は広く浅くなってゆく。

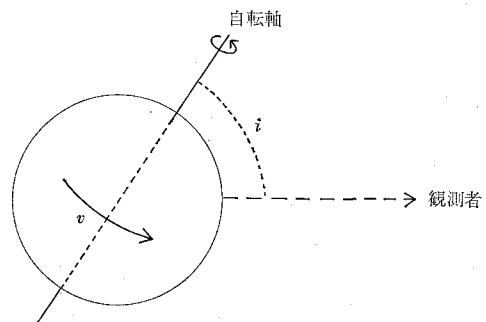


図4 自転している星。自転軸と観測者への方向のなす角  $i$  は一般には決めることができない。

単位で測定されるようになりました。

**c. 吸収線の強さ**

吸収線の強さの測定からはどんなことがわかるでしょうか。吸収線はいろいろな形をしているので、強さを表すには一般に等価幅という量を使います(図5)。ある吸収線がどの原子(又はイオン)のどの遷移に対応するかを同定できれば、1.でのべたスペクトル線の理論を使ってその元素の存在量を決定することができます。そのためには、観測された恒星の大気を特徴づけるパラメーター(有効温度、表面重力加速度など)と、その吸収線の遷移確率などのデータが知られている必要があります。元素の存在量を定めるには、使う吸収線が弱いほどいろいろな不確定な要素からのがれられて都合がよいのですが、一方弱い吸収線の観測はどうしても測定上の不確かさがつきまといます。しかし最近になって観測技術に革命的な進歩があり、極めて弱い吸収線を精度よく測定できるようになりました。その結果恒星にごく微量しか含まれていない元素の存在量の決定も可能になりました。

**3. 高精度分光観測の条件**

恒星の吸収線の観測から上にのべたようないろいろな情報を精度よく得ようとするとき、波長分解能とSN比が共にある水準以上の観測を行う必要があります。波長分解能はスペクトルの上で分離した点として測定できる2点の波長の差  $\Delta\lambda$  とその波長の比で表わします。例えば、波長 6500 オングストローム (Å) で 0.1 Å の分解が可能とすれば、分解能は 65000 になります。この分解能は速度に換算すれば 4.6 km s<sup>-1</sup> になります。最近では波長分解能 10 万がひとつの目安になっています。日本ではこの程度の波長分解能の観測を行うのは困難で、例えば国立天文台岡山天体物理観測所にある 188 センチ望遠鏡のクーデ焦点にある長焦点分光器でも 5 ないし 6 万が限界です。

SN 比とは観測結果のなかに含まれる情報のうち、天体からきた有意な成分(シグナル)とそれ以外の雑音成分(ノイズ)の比をいいます。たとえば、SN=10 というのは、シグナルの 10 分の 1 のレベルのノイズが含ま

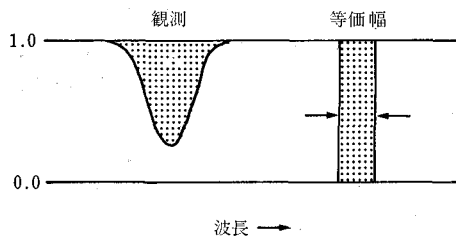


図 5 等価幅、観測された吸収線の面積と等しい面積をもつ長方形(深さ 1)の幅を等価幅という。

れていることで、かつて写真乾板を使っていた時代には 1 枚の乾板から得られる情報の質は大体この程度のものでした。ノイズは統計的性質をもっていますから、SN を 2 倍あげようとするとき、4 倍の時間をかけてシグナルを積分してやらなくてはなりません。ですから、写真乾板を使って SN=100 を実現しようとしたら、実に 100 枚ほどの乾板を重ね合わせなくてはなりません。これは観測時間を大量に使わなければ実現できません。1980 年代に入って、CCD を中心とする固体撮像素子が天体観測に導入され、この状況は大きく変わりました。CCD の特徴は、写真にくらべ量子効率が非常に高いことと、ノイズを低いレベルにおさえられる点にあります。CCD を使うことによって、なかなか突破することが困難だった SN=100 のカベが楽にこえられるようになりました。SN=30 とその 10 倍の 300 とでは、恒星のスペクトルの見かけがどんなにちがうかという例が図 6 に示してあります。この例は太陽とほぼ同じスペクトル型の 6 等星の波長 6700 オングストローム(赤)辺りの高分散スペクトルです。強さ 1(連続光レベル)あたりの細かなふらつきがノイズをあらわしています。上の SN=30 の場合、弱い(線中心の深さが 0.1 以下)の吸収線はノイズにうもれてしまい、測定はほとんどできません。一方、下の SN=300 のスペクトルでは、深さが 2 ないし 3% の線も鮮明に見え、このような弱い吸収線も十分測定の対象になります。図の中で上向きの矢印で示したのは、極めて存在量の少ない元素リチウム(原子番号 3)の吸収線です。リチウムの存在量を知ろうとすると、この吸収線を使うしかないのですが、SN=30 のデータでは

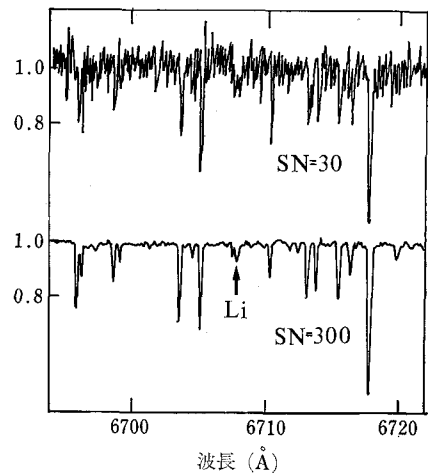


図 6 SN 比の向上。上は写真乾板を使っていた時代の SN 比の例で、弱い吸収線はとても測定できない。下は最近のディテクターで観測された同じ星のスペクトル。SN 比が 10 倍向上すると目覚ましい効果がある。

絶望的であることがわかります。このような SN 比の高いデータが比較的容易に手に入るようになったため、恒星分光の分野でも新しい可能性が大きく開かれてきました。

#### 4. これまで見えなかったものを見る

それでは高精度分光によってどのようなことが可能になったかの例を紹介しましょう。新世代の検出装置である CCD は、高い量子効率と低いノイズという特徴の他に、もう一つ赤から近赤外線に強いという性質をもっています。従来の写真乾板による観測では、感度が悪いためこの波長域で高い SN 比の観測をすることは困難でした。私たちのグループは 1988 年に岡山天体物理観測所 188 cm 望遠鏡のクーデ焦点に設置された CCD カメラを使って、A 型星の波長 8700 オングストローム辺りの高分散観測を行いました。図 7 は観測した星のなかで最も明かるいシリウスのデータを示しております。シリウスでは星の明かるいこともあって、短い時間で SN=500 を上まわるデータがとれました。ここに示した波長域のなかには、窒素とイオウの吸収線が見えています。A 型星でのこれらの元素量についての信頼できるデータはこれまでほとんど出されていませんでした。というのは、写真乾板で観測可能な波長域には、これらの元素の吸収線がなかったからです。1988 年には 1 ダースの星のスペクトルを観測し、これらの星の窒素とイオウの存在量を決定しました。シリウスではどちらも太陽大気に含まれる量とほとんど同じという結果を得ました。一方で A 型特異星（又は化学特異星）と呼ばれる星数個では、窒素もイオウも共に太陽に比べて大幅に少ないことをみつけました。これらの星では、原子番号の大きい元素重元素は太陽より大きいことが知られていますが、軽い元素がどうなっているかはあまり知られていませんでした。窒素の他にも炭素や酸素といった元素は存在量自体は多いのですが、観測しやすい波長域に吸収線がないために研究上の盲点になっていました。これからいろいろなタイプの恒星で近赤外線スペクトルの観測を行えば、おもしろい結果が出るのが期待されます。

もうひとつの例として、同じく軽い元素のナトリウムの吸収線の観測を紹介します。ナトリウムは大変電離しやすい元素で、A 型星になるとほとんどすべてが電離状態になっています。ところが電離したナトリウムの強い吸収線はきわめて短波長（波長 500 オングストローム以下）にあって観測ができません。そこで、中性ナトリウムの強い線（いわゆる D 線）を観測する以外ないわけです。この D 線の波長域（色でいえば黄色）は写真乾板の時代には乾板の感度の谷間にあたっていたことと、もうひとつには、図 8 にみるように、たくさんの地球大気中

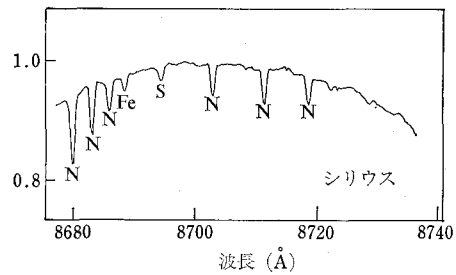


図 7 シリウスの高 SN スペクトル。波長 8700 オングストローム近くにある窒素 (N) とイオウ (S) の吸収線。イオウの吸収線は大変弱いですが、SN が高いので精度よく測定できる。

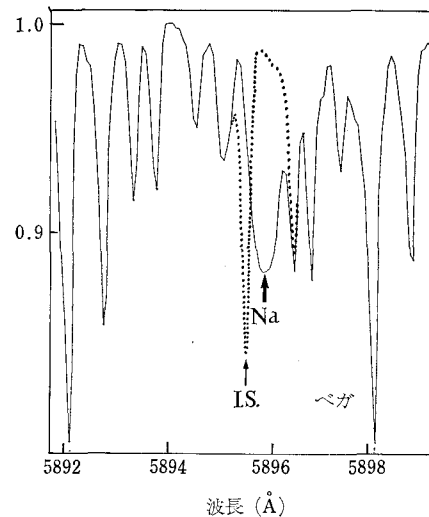


図 8 ベガのナトリウム (Na) の吸収線 (実線)。この波長域には地球大気中の水分子 ( $H_2O$ ) による吸収線が多く (Na と印をつけた線以外は全て  $H_2O$ )、測定は困難であった。高速自転している B 型星のスペクトル (点線) と比べることで、水分子の影響を除くことができる。I.S. と書かれた線は、B 型星にあらわれたナトリウムの星間吸収線。

の水蒸気の吸収線がモロに重なっているため、早期型星での観測例はほとんどありません。図 8 の実線で示したスペクトルは A0 型星ベガ（おりひめ星）のもので、破線は高速自転をしている B 型星  $\gamma$  Cas のものです。このデータは、1989 年夏にカナダのドミニオン天文台の 120 cm 望遠鏡と大型クーデ分光器にとりつけられた一次元固体素子レチコンを使って観測したものです。なぜ高速自転をしている B 型星を観測するかというと、観測したい星のスペクトルから地球大気の吸収線を区別しそれらを消去する操作に必要なからです。B 型星にはほとんど吸収線はありませんし、仮にあったとしても自転のため広がっています。ですから、幅の狭い吸収線はすべて地球大気か星間ガスに起源をもつこととなります。図のなかで上向き矢印はナトリウムの星間吸収線です。

$\gamma$  Cas は遠距離にあるため星間吸収線が見えますが、太陽に近いベガには見えません。この図には示してありませんが、 $\gamma$  Cas のスペクトルでベガのスペクトルを割り算すれば、大気吸収線を消してしまうこともできます。この図の場合はそれをしなくてもナトリウムの吸収線を測定できます。予備的な計算を行なった結果、ベガ

のナトリウムの量は太陽にほぼ等しいことがわかりました。

今あげたのは最近可能になった精密恒星分光学の応用のほんの一例です。今後観測技術とデータ解析の技術が進歩すれば、ますます多くのおもしろい結果が期待できます。

## 学会だより

### 日本天文学会 1989年秋季年会記事

1989年秋季年会は10月17日(火)~19日(木)の3日間、福岡県宗像市の宗像ユリックスでA・B2会場を併用して開催された。

口頭発表による講演数は、A会場が121、B会場は126で、出席者は360名であった。なお座長は次の方々をお願いした。

	A会場	B会場
11日 午前	家 正 則	中野 武 宣
午後	坂下 志 郎	福井 康 雄
	土 佐 誠	海部 宣 男
12日 午前	小杉 健 郎	牧 田 貢
午後	大師堂 経 明	石 田 蕙 一
	平 林 久	松 岡 勝
13日 午前	岡村 定 矩	伊 藤 直 紀
午後	佐藤 勝 彦	野 本 憲 一
	高 原 文 郎	加 藤 正 二

ポスターによる発表は Post dead-line paper 1件を含めた40件で、19日午前11時30分から約30分間ディスカッションの時間帯を設け、討論が交わされた。

#### ◎公開講演

会期1日目の講演終了後、17時30分から中高生を対象にした公開講演会が開かれた。講師は国立天文台教授の小平桂一氏で、「宇宙創生の謎に挑む——世界最大7.5m望遠鏡の観る宇宙」と題して、宇宙のこと、星のこと等を総括的に分かり易く説明された。予定時間を越えた講演にも、一般市民を含めた600名の聴衆は最後まで熱心に聴き入っていた。

なお、この講演会を含めた年会開催に際して、宗像市から多大のご援助をいただいたことを特に付記して、感謝の意を表します。

会期中、17日昼には内地留学奨学金選考委員会、19日昼には理事会が開かれた。

懇親会は18日夜5時30分から、当会場1階ギャラリーで開催され、210数名の参加で盛会であった。

この懇親会には、宗像市長代理として総務部長、福岡教育大学々長、同事務長、ユリックス館長の方々のご来席をいただいた。

また会期中に9つの懇談会・研究集會が行われた。

賛助会員のための展示コーナーには、(株)ニュートリノ、東通産業(株)の2社が参加した。

#### ◎記者会見

秋季年会開催に先きだち、10月16日(月)14時より宗像ユリックスにて記者会見を行い、主に次の2点について解説をした。天文学会からは、司会進行役として理事長(小暮智一)庶務理事(吉澤正則)が出席した。

○公開講演会:「宇宙創生の謎に挑む——世界最大7.5m望遠鏡の観る宇宙」には小平桂一が対応した。

○年会一般講演: A36/37は主に戎崎俊一氏、A75は家正則氏、B84は満田和久氏がそれぞれ対応した。出席報道機関は、朝日、毎日、読売、サンケイ、福日の5紙で、その内容は年会期間中に報道された。

なおこの記者会見には、来賓として宗像市長が列席された。

#### 日本天文学会欧文報告投稿料改定のお知らせ

日本天文学会欧文報告(PASJ)の投稿料(ページチャージ)を、第42巻第1号印刷分より、次のように改定いたします。

投稿料=3,600p+15,000A+カラー実費(円)

ここで、p=頁数、A=アート紙頁数(写真または2色刷の頁)、第3項はカラー製版および印刷にかかる経費でフルカラーの場合約110,000円/頁。この公式はレター論文にも適用されます。なお別刷代金は従来どおり、10pn(円; n=部数)です。

この改定は、長い論文の投稿料が高くなりすぎる従来の方式を改善したものです。pの係数3,600は13~20頁の論文でほぼ従来と同額(±10%)、かつ投稿料収入の総額を増減なく保つように定めました。

会計理事・小杉健郎  
欧文報告編集長・小平桂一