

磁変星「HR 5049」 の分光解析、その後

西村昌能 京都府立向陽高校地学科

1) はじめに

私は、元々は、惑星の写真やスケッチをして楽しんでいたアマチュア天文家でした。ですから、大学の3年のゼミはお願いをして、「木星の気象学」という論文を読ませていただきました。大学で恒星の分光解析法を「いろは」から、教えていただいて、この“道”に入ったのです。私は定金先生の3人目の弟子で、今でも迷惑をかけています。「三つ子の魂、百まで」といわれますが、当時の大学の研究室での私の勉強のスタイルや方向（恒星分光学）は今でも変化していません。私の大学時代は関数電卓がようやく、手に入る様になった頃でした。そのころのスペクトル解析の必需品は大きな机と長い定規、電卓、細かな表に長巻きのスペクトルトレースそして、京大の大型コンピュータでしたが、いまはそれをパソコンでやってしまいます。

さて、前回の天体スペクトル研究会では“磁変星「HR 5049」の分光解析”を報告しました。この恒星は磁場の強い恒星です。そして、どうしたことかコバルトが異常に多く、太陽の元素比率（元素組成比）に比べ、10000倍も大きいのです。鉄やクロム、珪素、塩素も多く太陽に比べ数十倍から1000倍も多いようです。詳しくは天体スペクトル研究会集録（1996年）p 31を参照してください。実は、こんな星は、定金先生の研究によって明らかにされた「HR 1094」以外にはありません。鉄についていえば、HR 5049はHR 1094以上で、“信じられない”くらい異常な値を示しています。さて、元素組成比は吸収線の強さ（トレース上の吸収線の面積で、等価幅ともいう）から求めています。吸収線が強いのは、元素が多いためか、または、ほかに原因があるのか、吟味しなくてはならないでしょう。その前に、この恒星が属するA型、B型（表面温度が7000K～30000K）の主系列星について考えてみましょう。これらの恒星は個性が強く、同じ様々の元素組成比が見られ、非常に不思議です。この温度範囲の恒星は一個一個が違った表情を持っているのです。

2) 早期型星の分類

1) ノーマルスター（正常星）

元素組成比が太陽と同じくらいの恒星をいいます。詳しい研究ではその磁場は100 Gauss未満です。自転速度（自転速度Vに視線と自転軸のなす角 i に \sin をかけたもの $= V \sin i$ ）は100 km/s以内です。これは、自転速度が大きいと恒星面でのドップラー効果で吸収線が広がってしまい、浅くなり、正しい等価幅の測定ができないという観測上の問題もありましょうが、高速自転の場合、子午面環流で恒星内部の元素が吸い上げられるなどの問題が生じるからでもあります。

分光解析では、2個以上の恒星の組成を比較するための標準星を利用します。このとき標準星というのは、分光解析で元素組成比を比較するための恒星で、測光の標準星とは意味が違います。通常は、太陽を利用します。太陽の元素組成比は当然詳しく調べられています。隕石の元素組成比と併せ、宇宙組成（コスミックアバンダンス）ということもあります。しかし、早期型星（O、B、A型星）と太陽は内部構造が異なるため、解析に利用するモデル大気による誤差の問題、そして表面温度の違いなどによって解析に利用する吸収線が一致しないという問題が生じます。（2星の元素存在比を厳密に比較するには①表面温度の違いは1000K以内 ②表面重力加速度の違いは0.5 dex以内 ③同じ波長域 ④当然、同じ吸収線を利用し、 $g f$ 値やダンピングコンスタントといわれる吸収線固有の物理量は同じ ⑤モデル大気の仕組みが同一 ⑥望遠鏡や分光器、受光器が同じ

⑦等価幅の測定者や測定方法が同じ ⑧その他 自転速度や磁場の強さの違いもすくない方がよい など結構きびしいです。系統的な誤差を排除するためです。) この標準星には当然、正常星が使われてきました。その正常星=標準星の代表はヴェガです。80年代の定金先生と私の研究ではこのヴェガも異常な星と認められるようになりました。鉄をはじめとする金属量が太陽値の1/3ほどなのです。現在では、ヴェガは自転軸の軸上から見ている(ポールオンといっています) λ Boo星(後述)ではないかといわれています。 λ Boo自身の周りには、強い赤外放射が定金先生らの研究でわかっています。ヴェガにも同様の赤外線放射が見つかっていてヴェガの周りに惑星系を(ヴェガの寿命が許せば)いつかつくると思われる様な固体物質(中規模以上の岩石片?)がぐるりと回っているのだと想像されています。この様な赤外放射を持つ高温の恒星をヴェガ様星(ヴェガさまボシとは読みません。Vega-like star)と呼んでいます。この赤外放射はポールオンの状態で最大の値になります。このような赤外線源が星の赤道面に一致した円盤状であると考えられるからです。

今や、ヴェガは正常星ではありません。ヴェガのような恒星がいくつか、発見されています。また、多くの正常星は「正常星」と「表面状は正常な星」に分けられる様になっています。では、標準星となるべき明るい正常星はないのでしょうか。私たちのものを含め最近の研究は γ Gem(1.9等星、A0IV)がこの候補として最も適しているように思われます。 γ Gemは鉄族元素は太陽値に近いのですが、もっと原子番号の大きな元素組成比は太陽より大きくなっています。A型主系列星は太陽より年齢が若くその分、その母体となったガス雲はより重元素に汚染されていると考えられます。ヴェガは太陽よりかなり若いので、当然、金属量が太陽より多くなってもよいのですがそうではありません。

F型星ではプロキオンが加藤さん達の研究でも分かるように正常星であり標準星として最適であると認められています。

次の(2)~(4)の分類は簡単な紹介に止めておきます。

(2) Be星、B[e]星 小暮先生や片平さんの報告を参照してください。

(3) CNO星 高温度星で CNOが多かったり、少なかったりするもの。ここでは省略。

(4) ヘリウム異常星

①強ヘリウム星

表面温度が21000K~30000K
HeIがHIのバルマーラインと同じくらいの強さ。
=中程度のヘリウムリッチ星
磁場のある星も多くある。

②弱ヘリウム星(CP4)

14000K~21000K
ヘリウムのラインで分類すると見かけの表面温度が実際より低温になる。
磁場のある星も多くある。

③H欠乏星

HeIが強く、水素のバルマーラインが見えない。
=極端なヘリウム星

(5) Ap星 一万度程度の表面温度を持つ恒星は、その化学組成比が太陽と比べ大きな違いがあるものが沢山あります。ですから、CP星(化学組成異常星)といわれることもあります。CP星というラベルもその様子でいくつかのサブクラスに分類されます。弱ヘリウム星もCP4というラベルをもらっています。

①Hg-Mn星 (CP3)

表面温度が10000K~15000Kの恒星のうちスペクトルに典型的に水銀やマンガンの吸収線が強いものをいいます。詳しい分光解析から、これらの恒星の化学組成では、ヘリウムが不足し、カルシウムより重い元素は過剰であることがわかっています。磁場はないといわれていました。しかし、最近、磁場が強いものも見つかっています。自転速度 $V\sin i = 30 \text{ km/s}$ です。この恒星の例として $\mu \text{ Lep}$ 、 $\chi \text{ Lup}$ があります。

化学組成比は：He：0~-1.0 (対数値で太陽との組成比との比率で表す。
C：0 (以下同じ。)
Cr：0~+1.0
Mn：+2.0
Hg：0~+3.0

②磁変星 (CP2)

B6~A4の恒星には、数千ガウス以上の磁場を持つものがあります。これらは化学組成比も異常ですが、その異常さが磁場の強さの変化とともに変化しています。この事から地球がそうであるように自転軸と磁極軸がずれていて、磁極のその磁場に特定の元素が結びついて「元素大陸」を作っているという斜回転モデル (オブリークローテーションモデル) が提案されて、それなりに成功しています。

自転速度も小さく、磁場の強さとも相まって大気の動きは小さいと想像されます。

一般に変光周期 (元素量の変化はその吸収線の変化を示しますから、吸収線が強くなると、その波長の光は暗くなります) は数日程度です。また、連星系を作るのは珍しいことです。しかし、中には少数の長周期変光星という一群があって、その周期は100日~1000日もあります。HR5049はこの長周期変光星の一つで、連星でもあり、公転周期は126日で、それより長い同じ変光周期 (149日) を持っています。これは、磁場の強さの変化でもあります。

また、roAp星というものもあります。このラベルはラビッドオシレーターAp星の略で、太陽で観測されているのと同じ仕組みの数分のオーダーの非動経振動 (星震) を持つものがlateA-earlyFで発見されているのです。この一群の恒星にも、コバルトの多いものが最近見つかっています (太陽の数十倍)。でも、HR5049やHR1094ほどではありません。

これらの磁変星は化学組成比異常の様子からいくつか細分類されています。簡単に分類項目を上げておきます：

あ) Si星

10000K~12000K
磁場：100~10Kガウス
自転速度：平均46km/s
近接連星：まれ
化学組成：He : -1.0~-2.0
Si : +1.0~+2.0
希土類：+6.0

い) SrCrEu星

8000K~12000K
磁場：100~10Kガウス
自転速度：平均30km/s
近接連星：まれ
化学組成：He：-1.0~-2.0
Mg：0
Si、Ca：0~+1.0

V : 0~+0.5
 Cr : +3.0
 Fe : +1.0~+1.5
 Sr : +2.0~+3.0
 La : +1.0~+2.0
 Eu : +3.0~+6.0

う) Si+Cr、Eu、Fe、Mg、Sr星

などなど、HR5049はかつてはHg-Mn星に、現在はSiEuCr星やSrCrEu星に分類されています。分類は低分散や中分散の分光器で得られたスペクトルで行われています。ですから、このような混乱がしょうじるのでしょうか。

(6) Am星(CP1)という恒星群もあります。どちらかというとも表面温度が低温です。これには二つのカテゴリーがあって、②のHotAm星は最近、認定されたものです。

①古典的Am星 A4~F4
 (7000K~)

CaIIKラインが弱い、金属線が強い。

例 63TAU

②HotAm星 A0~A4
 (9000K~10000K)

Sc/Srの比が小さい。

例 シリウス、カストール、0 Peg

これらAm星は、近接連星の比率が高いといわれています(ほとんど?)。自転速度が小さく、平均40km/s程度です。また、磁場は観測されていません。

化学組成 : C、Ca、Mg、Sc : -0.5~-1.0

Fe族 : +0.5~+1.0

重元素 : +0.5~+1.0

これらの恒星は連星系を作っているために、その角運動量が、連星の公転に移ってしまい、そのため、自転速度が遅くなり、大気が静かになっていると思われる。大気が攪拌されないので恒星の表面上では、次のことがおこっていると考えられています。恒星内部からは外に向かってその温度に対応する波長の光が放射されています。元素(イオン)によって特有の波長でよく光を吸収しますが、そのような吸収線を持つような元素(イオン)であれば、内側からの光を吸収し(放射圧を受けて)恒星大気の上部に浮上します。そのような吸収線を持たない元素(イオン)は重力に従って沈んで行きます。恒星大気のほとんどは水素で、その他の全ての元素は水素より重いからです。このようにして特定の元素が恒星表面上で多くなるという理論研究がなされています。

(7) λ Boo星 (9000K)

金属線が弱い。

Kラインがバルマーラインに比べ弱い。

自転速度が大きい。自転速度が100km/s 種族Iに属するのに元素組成比は太陽より小さい。

磁場の存在は不明

近接連星の比率は不明

化学組成 : He : -1.0~-2.0

Si, Ca, Mg : -1.0

Fe : -0.5

O : 0

また、脈動変光を示すものもあります。ヴェガもこの一員ではないかと思われています。

(8) δ S c u 星

周期が0.3日以下のA~F型脈動変光星

標準星のヴェガもこれに属するといわれています。(いったい、ヴェガってどうなっているの?・・・明るい標準星だから、詳しく研究されているのでしょうか。それに、ヴェガは標準測光の原点みたいなものだし、絶対輻射分布の測定もされている。そんなヴェガの論文を書くと、被引用回数も多くなるから・・・)

(9) δ D e l 星

late A ~ early B Giants

Ca II Kラインが弱い。

3) HR 5049は?

HR 5049は先に書きましたようにコバルトが異常に多い恒星です。太陽の組成比の10000倍もあります。鉄も太陽の30倍の多さで相当大きな値ですし、クロム、珪素は一般的なAp星と同様、大きな値です。さて、この原因は何でしょうか。一つはその磁場の強さが上げられます。そこで、今回は、磁場の影響でどのくらい、見かけ上の元素組成比が大きくなるのか、計算してみることにしました。

さて、Mathysたちは-2 Kガウスの磁場を観測しています。これは、平均経線(縦)磁場(平均有効磁場 mean longitudinal magnetic field)といわれるものの観測で、それは、視線方向に平行な磁場成分の観測時間に見られた恒星の半球全体での平均値のことです。(何のことやら、磁場のことは難しいですね。)観測方法は、恒星からの光を偏光板に通して左右の円偏光成分にわけ、それを分光します。そして得られたそれぞれのスペクトルに見られる吸収線の中心の波長のずれを測定し、その大きさから求めるのです。左右の円偏光成分のずれの方向から正負の違いが生じます(右-左)。彼らはHR 5049の平均有効磁場は-1400 Gauss ~ -2400 Gaussの規則的(正弦関数的=自転周期)な変化を持つと報告しています。

また、別に、Mathysたちは4.7 Kガウスの平均磁場率(有効場、mean magnetic modulus)を観測しています。これは、偏光させていない自然光を分光し、得られたスペクトル(つまり通常、得られるスペクトル)の吸収線から見つけます。恒星表面に磁場があると、大気で形成される吸収線はゼーマン効果をうけ、分岐します。弱い磁場の場合、吸収線の幅が広くなり、等価幅が大きくなります(元素が多く存在しているように見せかけます)。もっと、強い磁場がかかると、二本やそれ以上の数に吸収線が分岐してきます。中には、ちょうど二本に分離する吸収線があります。このような吸収線で二本に分離した成分の波長のずれは磁場の強さに比例しますから、このずれからも恒星表面の磁場強度が測定できます。こうして求めた磁場の強さを平均磁場率といっています。この場合、長波長側の成分と短波長側の成分の波長の差から磁場の強さを測定するので、得られた磁場の強さには、正負の符号はつきません。平均磁場率は磁場ベクトルの率の見えている半球の平均なのだそうですが、何のことか分かりますか? MathysらはFe II 6149 Åの吸収線を利用した、40個の磁変星の平均磁場率の測定から次のことをいっています。(この吸収線の様子は研究会の集録の加藤さんのところにでているはずです。)

①磁変星表面で極端な鉄の分布の偏りが見られない。→磁場は恒星表面をすっぽり覆っている。

②Fe II 6149 Åの分離した成分は鋭い形をしている。→吸収線形成領域の磁場は一樣である。

このことはHR 5049にも当てはまりますが、我々が解析に使用したスペクトルはMathysが平均磁場率を測定したスペクトルより分解能が低いため、(左右の円偏光スペクトルを合成したスペクトルでも)このゼーマン分岐は見えません。

HR 5049の場合は、平均有効磁場は149日で変化（最大-1400ガウス、最小2400ガウス）しているのに、平均磁場率は2500日以上も、一定の値（4.7ガウス）で、そのばらつきもたった30ガウスしかないようです。また、 $(\text{平均有効磁場}^2 + \text{平均磁場率}^2)^{-2}$ を平均2次磁場と定義しますが、これも149日の周期で4.3kガウスから8.9ガウスの変化を示します。これは、主に平均経線磁場の変化が効いているのです。

4) 磁場の影響の見積もり

以上の様にHR 5049は磁場が強くこの影響を無視するのはいけないと思います。そこで、私たちは、加藤（1994、大阪市立科学館報告4, 1）から恒星磁場の吸収線強度の影響を調べるプログラムの提供を受け各吸収線ごとの磁場の影響を見積もることにしました。このプログラムの詳細については加藤（1994）を参照していただくことにして、概略と結果を報告してみましよう。

このプログラム（LAMDA）はUnno-Beckersの式を数値的に解きます。これに使用する連続吸収係数や電離状態、線解析はKuruczのもの（モデル大気はAtlas 9、線解析はWidth 6）を利用しています。モデル大気のパラメーターは表面温度11000K、表面重力加速度4.0、化学組成比は太陽の10倍、微視的乱流速度は2.0km/s（光学的深さで一定）を利用しました。これは、前回、報告したものと同じです。ダンピングコンスタントはWidth 6のデフォルトな値を利用しました。これも前回と同じです。磁場は45°傾斜していると仮定しました。90°と45°はそんなに違いはありません。また、表面中心部からの輻射流束を考えています。吸収線はLSカップリングが実現しているもののみ利用しました。各吸収線のタームはKuruczの文献から引用しました。塩素の吸収線では計算できませんでした。それは原子線のデータ（ターム）が分からなかったからです。磁場の強さは2Kガウスと5Kガウスの計算をしました。残念ながら、5Kガウスの計算は、プログラムの都合で計算が途中でとまり、2, 3本の吸収線の結果が得られたのみです。計算は観測された等価幅を実現する元素量を決めることで行います。つまりある等価幅を与える元素量を0ガウスの時と2Kガウスの時でそれぞれ計算してその差を求めるのです。2Kガウスのときの方がゼーマン分離が効いて線幅が大きくなり、等価幅も大きくなります。同じ大きさの等価幅を実現する元素量は2Kガウスのときの方が小さくなります。二つの場合から得た元素量の差が磁場の効き具合であるとしているのです。5Kガウスになると吸収線は完全に2本に分岐してしまいます。図1と図2は中性と一回電離のコバルトの磁場毎の線輪郭を描いたものです。ものぐさのために、線輪郭は波長の片方だけです。線対称になっていますので補って見てください。一回電離したコバルトの5Kガウスのものは、途中で計算が止まってしまい、完全に描けていません。でも、ゼーマン分岐があるのは明らかでしょう。図3は左右の円偏光スペクトルを合成したこの吸収線を「虹星」というソフトで出力したものです。実際のスペクトルにはゼーマン分岐は見えていません。このスペクトルの分解能で分岐が見えるほど磁場が強くないことを表していると思います。

さて結論ですが、吸収線毎に個性がありますが、表1のように高々0.3dex大きくなるだけでした。中性原子の吸収線は磁場の効きが一回電離した原子のものより小さいことがわかります。簡単にまとめると2Kガウスでは中性線では0.05dexの増加しかありません。これは、全く誤差の範囲です。もっともこの恒星の表面温度では、中性金属の吸収線は弱いので、こういうことになるのだと考えています。一回電離線は、0.15dex程度の増加が見られます。一回電離したコバルトは2Kガウスでも0.3dex近くあり大きな影響をうけることがわかります。しかし、この程度の増加では、HR 5049の元素の異常さを、説明することはできません。数少ない、5Kガウスの結果でも0.3dexの増加しか認められません。やはり、この星の大気には元素が異常に濃集しているところがあるのでしょう。一般に、このような濃集は磁場の影響とされています。磁極の周辺に特徴ある元素

Col 6006.35 19mA 0kG,2kG,5kG Z=1.14407

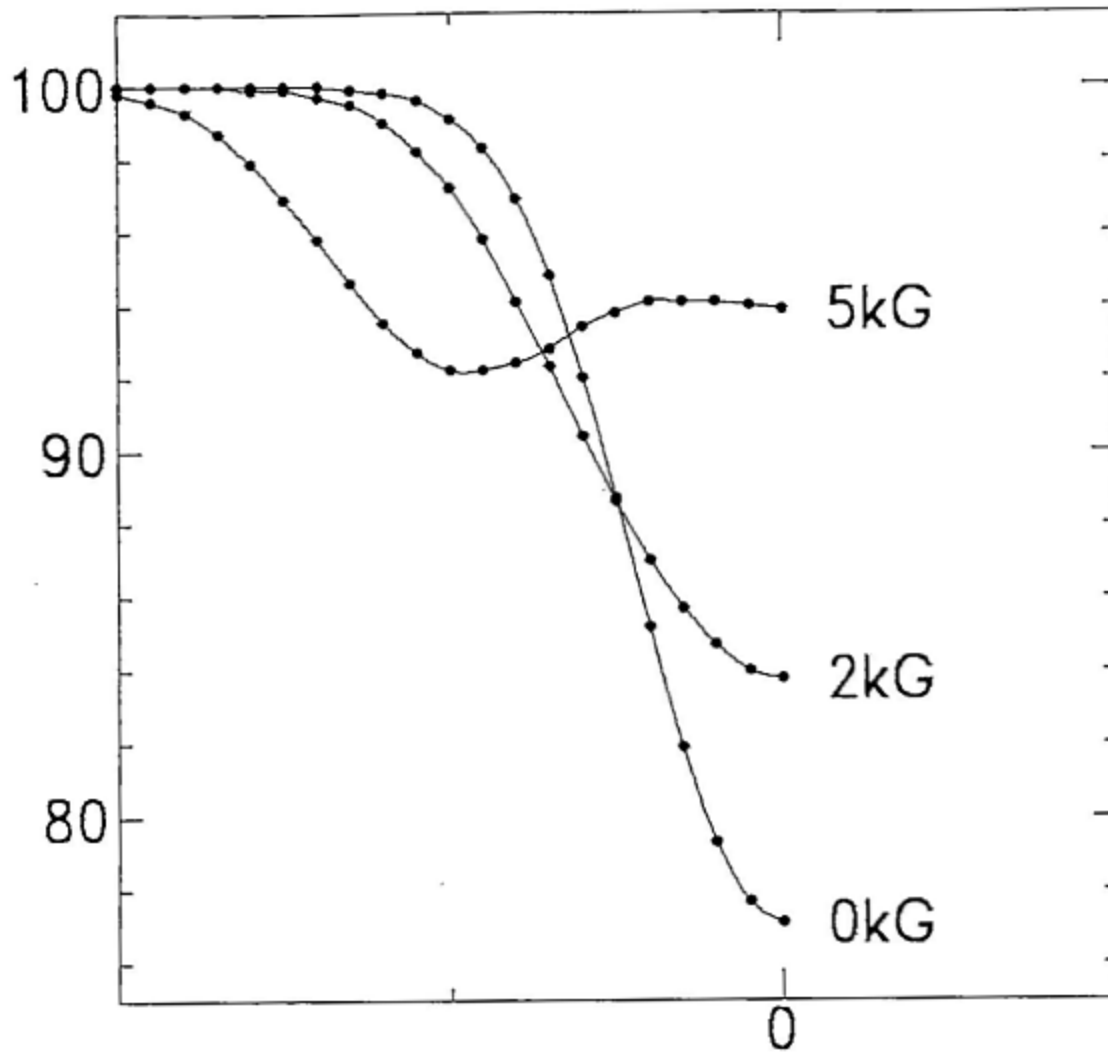


図1 中性コバルト 6006.35

Coll 6538.71 77mA Z=1.24547

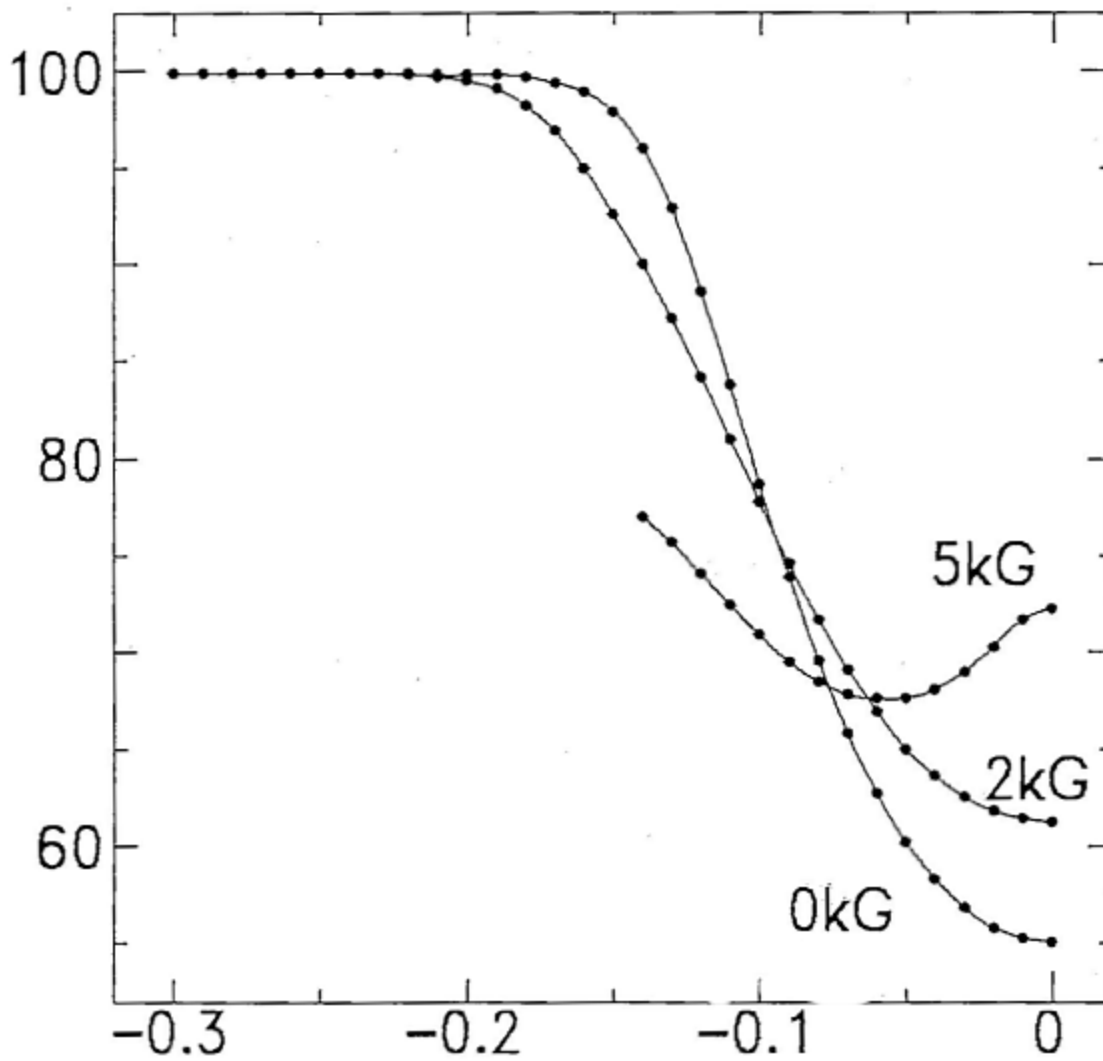


図2 一回電離コバルトライン 6538.71

が集まって「元素大陸」を作っているというスキームは先ほど紹介しました。

HR 5049では、自転のフェーズによる元素組成比の変化は、コバルトをのぞいては見つかりませんでした。コバルトの量は、もっとも磁場の強いときと弱いときで0.15dexの差があります。これでも、誤差範囲だともいえそうです。(元素組成比決定の誤差が0.2dex程度のため。) 磁場が-2.2kGの時の元素量は-1.5kGの時の0.15dex大きいのです。これが有為だと”信ずる”ならコバルトが磁場に影響を受けやすい元素であるということと整合してきます。

また、Pr IIIの吸収線等価幅をいくつか測定しました。その結果はフェーズによって、その値が30%も変化もしているのがわかりました。コバルトの変化とは、逆センスです。残念ながら、Pr IIIの線データがありませんので、元素組成比の決定はできませんでした。もし、今後、この方面の研究が進めば、この元素の量変化も詳しく決定できるでしょう。

表 1

イオン	2 k G	5 k G
Si III	<u>0.17 (2)</u>	
Cr II	<u>0.13 (11) ±0.065</u>	<u>0.28 (1)</u>
Fe I	0.04 (1)	0.11 (1)
Fe II	<u>0.14 (17) ±0.067</u>	<u>0.28 (3)</u>
Co I	0.05 (2)	0.11 (2)
Co II	<u>0.28 (2)</u>	

表1 HR 5049の吸収線について
磁場の影響によりどのくらい70Åが大きく
現れるかを調べた。

もう一つ磁場の影響をチェックするために、有効ランデ因子(シグマ成分重心の位置を表し、この値が大きいほど磁場の影響を受けやすい)を6000 Åにノーマライズした値に対して元素量をプロットしました。図4は鉄で図5はクロムです。微視的乱流速度は2.0 km/sとしています。この図から、あまり明らかな関係は見つかりません。ランデ因子が大きいものが多いからでしょうか。

では、HR 5049は、どんな恒星なのでしょう。恒星表面全体(つまり大気中に一様に)でコバルト、鉄、塩素、クロム、珪素が多いのでしょうか。それとも、「元素大陸」が常にこちらを向いているのでしょうか。

私は、後者の可能性の可能性が高いと信じています。さらに、この恒星の自転速度が小さく=数 km/s (文献によっては30 km/s以下)、長周期変光(磁変)も149日です。これを自転周期と考えると連星系の公転周期(126日)より長い不思議な恒星だといえます。磁場の極性も常に負の値を示しています。元素組成比の周期的な変化もありません。そこで、この恒星は自転軸をこちらに向け、磁場の極と自転軸のずれもあまりないのではないかと思えるのです。自転周期は長い=自転速度が遅いので自転軸の方向性は、はっきり言えませんが、ある観測では、4ミクロン付近に67%の赤外超過が見られるようです。これが、磁場に結びついた固体粒子からのものだとするとそこから放射される赤

外線の最大値は磁極方向から恒星を見るようになるそうです。このことは私の考えを補強してくれます。

図3 有効ランデ因子に対して取った鉄の各ラインごとの元素組成比

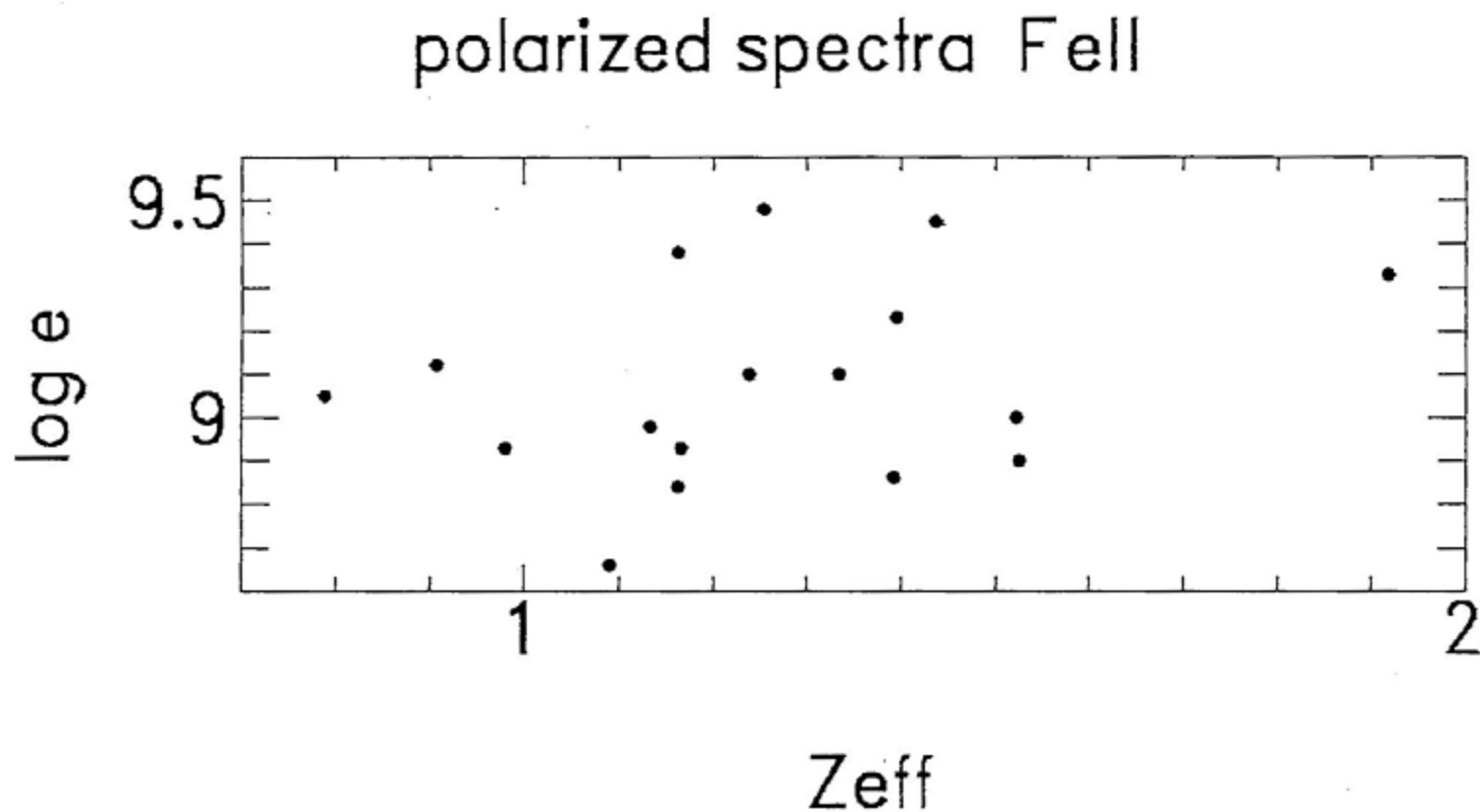
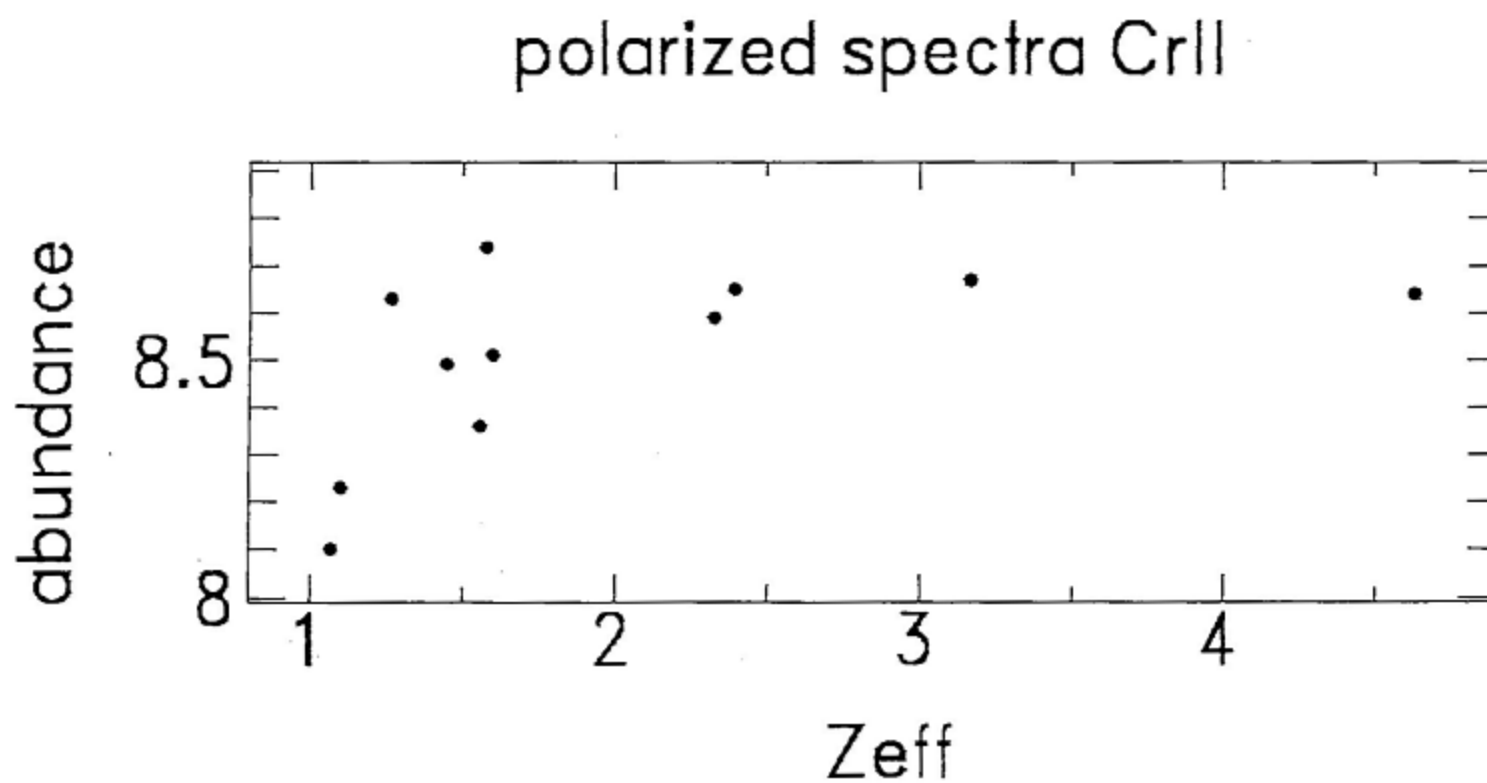


図4 有効ランデ因子に対して取ったクロムの各ラインごとの元素組成比



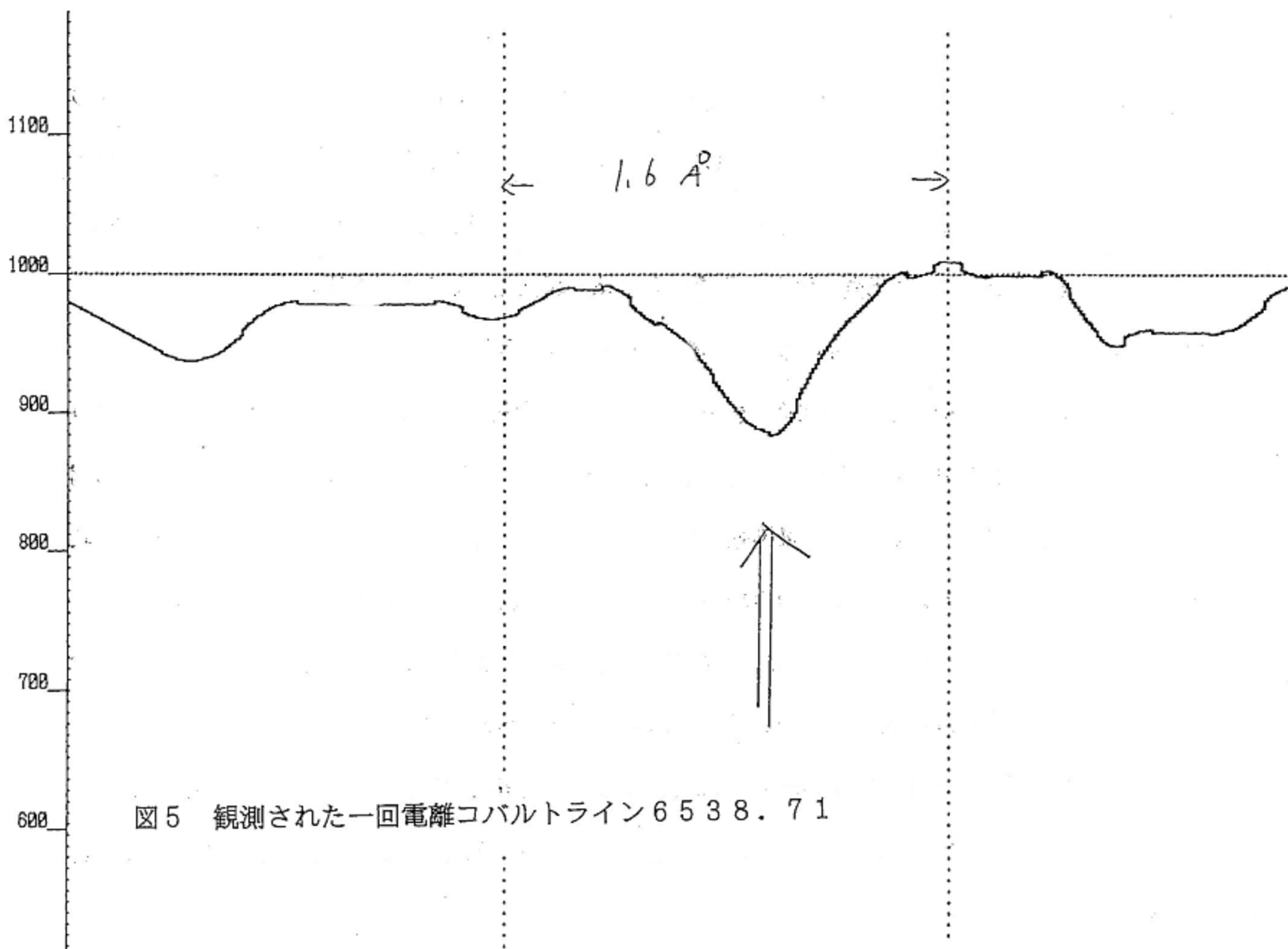


図5 観測された一回電離コバルトライン6538.71