

磁気特異星大気における元素の層状分布

加藤賢一¹、西村 昌能²、大西 高司³、定金 晃三⁴

- ¹ 大阪市立科学館 大阪市北区中之島 4-2-1
² 京都府立洛東高校 京都市山科区安朱川向町 10
³ 名古屋市科学館 名古屋市中区栄2丁目 17-1
⁴ 大阪教育大学 大阪府柏原市旭ヶ丘4

概要

本誌第15巻(2005)で報告した磁気特異星5星 53 Cam (= HD 65339)、HR 4816 (= HD 110066)、78 Vir (= HD 118022)、 β CrB (= HD 137909)、HR 7575 (= HD 188041)のスペクトル(2003年、国立天文台岡山天体物理観測所 188cm 望遠鏡付属のエッセル分光器 HIDES によって得られたもの)を詳細に解析したところ、クロームCrと鉄Feが層状分布を示している、クロームの場合、大気下層には上層の100倍から1000倍含まれ(ただし、HR 4816、 β CrB、HR 7575について)、鉄の場合、100倍から10000倍含まれていて(同様にHR 4816、 β CrB、HR 7575について)、沈澱した状態となっていることが分かった。これに対し、78 Virは一様分布という結果となり、53 Camでは沈澱しているものの、上層における元素量は特定することができないほど少量という結果となった。

CrとFeが層状に分布していることは、これらのスペクトル線強度が励起ポテンシャルの大きい高励起線ほど強いことや、等価幅の大きな強い線ほど相対的に線強度が弱いことなどから定性的に推察される。ここでは新たに元素が層状分布している場合の線強度をシミュレーションするプログラム SynVer を開発し、このような観測的特徴を再現するために必要な元素分布を求めることで定量的に層状分布を示すことができた。

磁場によるゼーマン効果と元素の層状分布を考慮することにより、低温型磁気特異星の奇妙なスペクトル線の振る舞いは極めて良く理解できることを示す。

1. はじめに

低温型磁気特異星は CrEu 型特異星のうち、有効温度が7000K から 10000K と低い方に属する一群の星々である(高い方は10000K~15000K)。可視域スペクトルには金属による吸収線が卓越し、その多くにゼーマン効果によると考えられる肥大化が見られ、数千から10万ガウス程度の磁束密度を持つ磁場が表面を被っていると考えられている。そのスペクトルの様子や光度、磁場強度などは数日から数100日程度の周期的変動を示しており、自転による効果と見られている。

金属元素に起因するスペクトル線が極めて強く、元素量にすると100倍から10000倍以上ともなる。しかし、恒星自体が実際にそれだけ豊富に含んでいるとは考えにくく、1970年頃から Michaud (1970) らによって、特定の元素が放射圧によって内部から湧き上がり、大気層に吹き寄せられているためではないかという拡散理論が提案されていた。

また、自転に伴って強度の変化するスペクトル線と変化しないスペクトル線があり、そうした低温型磁気特異星では特定の元素が大陸のようにある領域に集中しているものと考えられている(たとえば、 α^2 CVn)。スペクトル線変動の様子から表面での元素分布を再現するドップラー・トモグラフィ法が開発され、元素や磁場の3次元的分布が描かれるようになってきた。

スペクトル線強度を説明する拡散理論の研究はその後、大いに進歩したが、観測的にはその兆候を見出すことができなかった。その大きな要因の一つは磁場の効果を適切に評価できなかったことで、もう一つは磁場の効果を分離して元素量を評価できるほどの質の良いスペクトル・データを得ることができなかったことである。ここ20年ほどの間に CCD の高性能化により高分散分光が可能となり、分解能 50000 以上、SN 比数 100 以上の良質のスペクトル・データが得られるようにな

り、ようやく拡散理論の観測的研究が現実のものとなってきた。

筆者は1997年、低温型磁気特異星 HR7575 についてカナダ・ドミニオン天文台で得られたスペクトルを解析し、磁場の影響を評価した (Kato & Sadakane 1997)。この時用いたデータは高分散分光器によるものではあったが、写真乾板を用いていた関係で十分な SN 比が得られず、また、波長範囲も狭く、十分な数のスペクトル線を解析することができなかった。しかし、今回、より高性能の岡山天体物理観測所のエシエル分光器 HIDES (泉浦 2003) を用いる機会に恵まれ、拡散理論の実験的検証に耐えうるだけのデータを取得することができた。

低温の磁気特異星大気において元素が層構造を成している兆候として下記のような現象が挙げられている (たとえば、Ryabchikova et al. 2003)。

- ・強いスペクトル線の場合、コア部とウイング部を1つの元素量で合わせるのが難しい、
- ・高い励起ポテンシャルを持つ線から得られた元素量が平均値と大きく異なる
- ・通常の元素量解析で得られる小規模乱流速度が元素ごとに異なる、
- ・電離段階の異なる線から得られた元素量が一致しない (電離平衡の破れ)。

これらの現象を念頭に置いて行われた研究については先の論文 (加藤他 2005) にまとめているので、ここでは繰り返さない。本稿ではここで挙げた2番目の事項を主に扱うことにする。

なお、観測対象となった星ならびにスペクトルは先の論文と同じである。対象星についての基本データを表1および2に再掲しておく。

今回、解析対象に Cr と Fe を選んだのは励起ポテンシャルが広い範囲に分布していて、層状構造を示すのに適しているからである。

2. 磁場の効果を取り入れた線強度解析

観測されたスペクトル線は磁場によるゼーマン効果を受けて肥大化しているため、磁場の影響を考慮しなければ本来の

元素量を求めることができない。ここでは磁場を考慮して求めた先の論文の結果 (加藤他 2005) を用いることにする。元素量の計算法や磁場を入れた元素量の評価法については先の論文に記載されているとおりである。

図1および2に、Cr と Fe の各スペクトル線の等価幅および励起ポテンシャルに対する元素量 (磁場の影響を考慮した場合としない場合の双方) を再掲した。

2-1. 等価幅との相関

ゼーマン効果を考慮して求めた元素量分布 (図1、●印) を見ると、Cr と Fe の双方について一般的に等価幅が大きくなる低い値を示す傾向が出ている。特に、HR7575、HR 4816、 β CrB の3星ではそれが顕著である。通常の恒星大気では逆の相関となり、等価幅とともに大きな元素量を示すため小規模乱流速度 (microturbulent velocity) を導入し、等価幅に対する依存性を無くすようにしていることと対照的で、低温磁気特異星では反小規模乱流速度とも言うべき量を導入する必要のあることを示している。

2-2. 励起ポテンシャルとの相関

図2の β CrB と HR7575 の Cr を見ると、励起ポテンシャルが大きくなると元素量が増えるという傾向が明瞭にわかる。

鉄では Fe I は励起ポテンシャルの値域が狭い (2~5eV) ので、傾向がはっきりしないが、Fe II の場合、値域が 3~12eV と広く、励起ポテンシャルが大きくなるとともに元素量が上がっていく傾向が出ている。ただし、78 Vir ではほとんど依存性が見られない。

ここで示した励起ポテンシャルへの依存性は前章で挙げた低温型磁気特異星の特性の2番目に該当するものである。

2-3. 解釈

一般に弱い吸収線は強い線より比較的温度的の高い下層で形成されるから、弱い線ほど大きな元素量を示している図1は下層ほど Cr や Fe が多いことを示していると解釈することができる。つまり、大気層ではこれらは沈殿していると考えられることができる。

また、励起ポテンシャルの大きい高励起線は比較的温度的の高い深部で形成されやすいところから、深部に Cr や Fe が沈殿していると図2を解釈することもできる。

すなわち、図1と図2はともに Cr と Fe が沈殿しており、元素が層構造をなしていることを示唆しているということになる。

3. 層構造を考慮した線強度解析

元素量分布が層構造となっている大気中におけるスペクトル線形成を計算するため、スペクトル合成用プログラム Syn Mag を元素量分布が入るように改造した (SynVer)。ただし、大気モデルは ATLAS9 (Kurucz 1993) を用いているため、大元素量分布は一樣と仮定されているので、解析はコンシステントとはなっていない。

ここでは簡単化のため、上下2層(境界は 5000 Å における光学的深さが -1 (対数値) 前後と仮定) に元素分布が階段状に分かれているものと仮定することにした。

SynVer による計算結果の例を図3に示した。図3-1は 4210 Å 前後のスペクトル計算例で、鉄が太陽値で一樣な場合と、2層構造を成している場合(上層は太陽値、下層はその100倍)を比較してみた。図3-2は1階電離鉄 Fe II について見た例で、HR 7575 の大気モデルを用いてスペクトル合成を行った。破線は鉄が太陽の 10 倍量で一樣に分布しているとした場合で、実線は2層構造となっていて、下層(5000 Å における光学的深さが -0.812 (対数値) より下) が太陽値の 1000 倍、上層が 10 倍となっていると仮定した場合である。図3-2の中で H と記した線は励起ポテンシャルが 10eV より大きな高励起線で、L は 5 eV 以下の低励起線、記号がついていない線はその中間の励起ポテンシャルの線である。層構造を成している場合、高励起線の方が低励起線より等価幅の変化が大きいことが分かる。

図4は β CrB のクローム Cr について、太陽と同一量で一樣に分布している場合と上下2層を成している場合について、理論値と観測値を比較したものである。縦軸が等価幅の比の対数で、0が観測値を再現していることを意味している。太陽量と同一で一樣分布の場合(○)、観測された等価幅の 10% 以下の強度にしかならず、励起ポテンシャルの高い線ほど理論値は観測値より小さくなるという傾向を示している。そこで、下層部の Cr 量を太陽の 1000 倍、上層部で太陽値の半分とした場合の計算値を●で示しておいた。励起ポテンシャルの大小によらず理論値と観測値はほぼ一致している。

鉄 Fe について計算した例が図5で、Cr と同様に下層部の鉄量を増やしてやると(下層部を太陽値の 70 倍、上層部を

1%に)、観測値を再現できた。

比較のため、図6には一樣に鉄量を増やした場合の等価幅の振る舞いを示した。下層の方が上層より等価幅の比(理論値と観測値の比)が小さいという傾向(グラフ上で右下がり)は太陽値の 10 倍、100 倍と一樣に鉄量を上げていっても変わらず、観測値を再現することはできない。

同じ計算を他の4星についても行ったところ、78 Virを除く3星(53 Cam, HR 4816, HR7575)では同様に下層の元素量を上げてやれば観測値された等価幅を再現できることがわかった。ただし、53 Cam では傾向として下層に沈殿している傾向を見出すことはできたが、他の3星ほどうまく観測値を説明できる組み合わせを見出すことができなかった。また、78 Vir では Cr、Fe 共、一樣分布として観測値を再現できた。

等価幅に対する層構造の効果を見たのが図7である(β CrB について)。図5と同じ結果をプロットしたものであるため、図5同様、層構造を考慮した場合はどの等価幅に対しても観測値が再現されている。

4. 元素の層状分布

以上の議論により、観測された等価幅を説明できる元素の層状分布を得ることができた。Cr と Fe に対する各星の結果を図8、9に示した。太陽の元素量(Cr は 5.67, Fe は 7.50。ただし、水素の量を 12 とした対数値) に相対的な量を表3にまとめておいた。

53 Cam は Cr と Fe で振る舞いが随分異なっており、Cr は上層には極めて少ないという結果となった。また、上で触れたように2層モデルでは完全には再現できず、より複雑な元素分布となっているかも知れない。

78 Vir は図1と2において等価幅や励起ポテンシャルへの依存性が見られなかったことから推察されるように、元素分布はほぼ一樣と見ることができる。ただし、太陽より Cr で約 60 倍、Fe で 600 倍多く含まれている。

HR 4816、 β CrB、HR 7575 の3星では、程度の差はあるものの、階段状の2層分布で十分観測を説明できる。

Cr の沈殿量分布はかなり広い範囲に広がっているが、沈殿している Fe の量はほぼ太陽値の 100 倍前後に集中しているのは興味深い(図8、9)。

以下、各星について結果を議論しておく。

4-1. 53 Cam = HR 3109 = HD 65339

53 Cam は Cr と Fe で振る舞いが随分異なっており、Cr は上層にはほとんど無いが、極めて少ないという結果となった。また、上で触れたように2層モデルでは完全には再現できず、より複雑な元素分布となっているものと推察される。

Babel (1992) は恒星風による拡散効果を考え、元素 Ca、Sr、Mn、Cr、Ti の層状分布を理論的に与えた。それによれば、Cr については $\log \tau (5000 \text{ \AA}) = -1$ 前後を遷移層とし、それより深部では $\log \epsilon (\text{Cr}) = 8$ 前後、それより浅部では $\log \epsilon (\text{Cr}) = 6$ 前後になるという。深さやマスロス率により値は多少前後するが、近似的には2層モデルに近い分布となっている。そして、この結果を用いてスペクトル合成を試みたところ、観測を十分満足させることができたと言う。

Babel & Lanz (1992) は IUE による紫外域スペクトル線を解析。磁場の効果を取り入れたスペクトル合成法で、求めたところ、 $\log \epsilon (\text{Cr}) = 6.1, 6.5$ (位相により異なる) という値が最良のものとして得られた。この値は可視域から求めた値より小さく、IUE で見ている紫外線を放出している上層部の Cr 量は可視光で見えるより深部より少ないことを示唆している。また、鉄については $\log \epsilon (\text{Fe}) = 7.5$ で合わせる事ができて、Landstreet (1988) が可視域から求めた値 ($\log \epsilon (\text{Fe}) = 8.4, 8.1, 8.6$ 。位相により異なる) より低いと言う。Cr と同様の現象が起っていると推定される。

以上の過去の研究と比較すると、本研究における上層における Cr 量の結果はかなり異なっている。Babel (1992) は緩やかな階段状分布を導いたが、本研究ではそれより差の大きな階段状となった。ただし、下層部での Cr 量は一致している。本研究では上層における Cr 量が極めて少ないという結果になったが、その理由は不明である。

Fe 量については上層・下層で 1000 倍の違いがあるというのが本研究の結果であるが、Babel & Lanz (1992) の示唆する相異より大きい結果となった。

53 Cam の層構造については Babel (1992) の理論との詳細な対照が必要のように思われる。

4-2. HR 4816 = HD 110066

HR 4816 のスペクトルの異常性は Adelman (1973)、Selvelli (1974)、Cowley & Arnold (1978) などによって指摘され、Cr や Fe が過剰であることは知られていた。大気モデルを

用いた細密解析は Ryabchikova et al. (2004b) によって報告されているが、層構造については言及されていない。彼らの元素量の定量結果は、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 8.41/8.63,$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 8.65/9.17,$$

であり、本研究では上層～下層で

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 8.27 \sim 9.47,$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 8.20 \sim 9.80,$$

であり、彼らの結果はこの範囲に包含されている。上層～下層による元素量の幅はより低温の β CrB、HR 7575 などより小さいという結果となった。

4-3. 78 Vir = HR 5105 = HD 118022

本研究では、78 Vir の元素分布はほぼ一様と見ることができ。ただし、太陽より Cr で約 60 倍、Fe で 600 倍多く含まれている。

Kochukhov et al. (2006) は磁気特異星 HD 133792 = HR 5623 の解析結果を報告しているが、この星は 78 Vir と似た大気パラメータを示している。すなわち、(T_{eff} , $\log g$, mean magnetic field modulus) = (9400, 3.7, 1.1KG) であると言う。本研究で採用した 78 Vir では、(T_{eff} , $\log g$, mean magnetic field modulus) = (9250, 3.5, 1.5KG) である。彼らは観測された吸収線強度と輪郭が理論値と合うような元素の層分布を求めるという方法 (これを inversion problem solution と名づけている) により、Ca、Si、Mg、Fe、Cr、そして Sr が層構造を成していることを求めた。その結果は、Cr、Fe 共に 2 層近似にきわめて近い階段状で、内部が多いという分布となり、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 7.8 \sim 8.3,$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 8.5 \sim 9.3,$$

となっている (彼らの図5)。本研究における 78 Vir の値は、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 8.4,$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 9.3,$$

であり、彼らの下層における値と同じ結果となった。本解析では 78 Vir に層構造は認められなかったが、HD 133792 のように緩やかな層状分布をしている可能性は排除できない。

ちなみに、Kochukhov et al. (2006) が HD 133792 で示した層状分布を 78 Vir に適用して Cr 線強度を計算し、観測値と比較したところ、観測値と極めて良く合うことが分かった。その結果を図 10 に掲げた。図中の●が Cr 線強度の観測値と理

論値の比をとったもので、励起ポテンシャルによる依存性が消え、かつ両者は一致している。なお、この図は一様分布を仮定した場合とほとんど差が認められない。

本研究では 78 Vir が層状分布を示している明確な兆候をつかむことはできなかったが、Kochukhov et al. (2006) が示したような緩やかな層構造になっているとしても観測値は説明できるのである。

4-4. β CrB = HR 5747 = HD 137909

Savanov & Kochukhov (1998)、Savanov et al. (2001) は H β 線中心から様々な距離にある Cr 線の測定から、 β CrB、HR 7575 では下層ほど Cr 量が増えるという元素の層構造を得た。H β 線中心に近いほど浅い大気層を観測しているという特徴を生かした研究であった。

その後、Wade et al. (2001) は磁場の影響を考慮したスペクトル合成法により、Cr と Fe が2層構造になっていると仮定して線強度を求め、観測に合わせることに成功した。その結果、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 5.6 \sim 8.4,$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 6.2 \sim 9.4,$$

という値を導いた。本研究では、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 5.4 \sim 8.7,$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 5.5 \sim 9.3,$$

であり、上層部における元素量には不確実性が大きいことを考慮すると、両者は極めて近いと言えよう。

LeBlac & Monin (2004) は大気中の元素拡散を考慮した大気モデルを構築することに成功し、必然的に元素量分布と拡散がない場合は異なった温度分布が導かれることを示した。すなわち、その結果はそれまで仮定されていた2層構造が必ずしも外れな仮定ではなかったことを示していた。表面層では2層構造近似の場合に比べて元素量は2桁ほど低く、深部では高いところと低いところがあり、遷移層は $\log \tau$ (5000) = 0 前後であることが示されており、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 4.2 \sim 8.5,$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 4.0 \sim 8.5,$$

という値であった。本研究と比較すると、Cr、Fe共に表面層では約1桁以上異なっている。Wade et al. (2001) の結果とも当然、同様の差がある。

そこで、本研究では LeBlac & Monin (2004) の元素量分布

を採用し、SynVer を用いてスペクトル合成を試みたが、求められた等価幅は観測された等価幅には小さく、全く再現することができなかった。採用した有効温度の差があるとしても余りに大きな違いであり、原因追究が待たれる。

Ryabchikova et al. (2004b) は β CrB のスペクトルが層構造を示していることに言及したが、具体的な元素量の差を与えるには至らなかった。

Nesvacil et al. (2008) が roAp 星 10 Aql (HD 176232) の層構造について発表している。10 Aqlは (T_{eff} , $\log g$, surface magnetic field) = (7550K, 4.0, 1.25KG) であり、 β CrB (T_{eff} , $\log g$, surface magnetic field) = (7450K, 3.74, 5.5KG) に類似している(磁場強度はやや異なる)、元素量分布を比較してみよう。10 Aqlでは

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 5.2 \sim 7.4,$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 5.2 \sim 9.2,$$

という値であった。Cr は階段状分布だが、Fe は緩やかな変化を見せている。彼らは SYNTHMAG や DDAFIT というプログラムを用いてそうした連続的な変化を得ることに成功した。

本研究では、 β CrB に対し

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 5.4 \sim 8.7,$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 5.5 \sim 9.3,$$

だから、深い層での Cr 量が1桁違うが、他は良く似ている。しかし、深部での分布量はスペクトル線強度(特に高励起線について)に大きな影響があるので、この差については注意が必要であろう。

Kurtz et al. (2007) は希土類 REE の線が 16.2 分周期で脈動を示すことを見出し、この星も roAp であることが分かった。また、磁場による効果を取り入れた元素量解析も行い(層構造は考慮していない)、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 6.97/7.06 (\text{Cr I/Cr II}),$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 7.75/7.86 (\text{Fe I/Fe II}),$$

という結果をえた。加藤他(2005)の結果

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 7.06/7.64 (\text{Cr I/Cr II}),$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 7.54/8.45 (\text{Fe I/Fe II}),$$

と比べると中性元素では比較的良好に似ているものの、1階電離イオンでは明らかに低くでている。この差が何に起因するのか不明であるが、要因の1つは彼らが採用した有効温度が 7800K と、加藤他(2005)の 7450K より高いことが挙げられる。

また、すでに知られているように、磁気特異星では線ごとの元素量のばらつきが大きく、解析に供する線の選択によって平均元素量は変わることがあるので、注意が必要である。

4-5. HR 7575 = HD 188041

Savanov & Kochukhov (1998)、Savanov et al. (2001) は H β 線から様々な距離にある Cr 線の測定から、 β CrB、HR 7575 では下層ほど Cr 量が増えるという元素の層構造を得た。H β 線中心に近いほど浅い大気層を観測しているという H β 線の特徴を生かした研究であったが、磁場の効果は考慮されていない。

Kato & Sadakane (1999) は微小乱流速度が元素によって異なること、Cr と Fe について電離平衡が破れていること、従って、放射分布から求めた有効温度では電離平衡が達成されないこと、また水素のガンマ線輪郭や微小乱流速度などのパラメータが一意に決まらないことなどを指摘したが、これらは元素量分布が層状を成していることを強く示唆していた。

ここで示したように、層構造に磁場を導入することにより観測値をよく再現することができたので、Kato & Sadakane (1999) が提起した問題は解消したと言える。

Ryabchikova et al. (2004b) は Kato & Sadakane (1999) を引用し、電離平衡になっていないことから層構造として扱わなければならないと言っている。

Ryabchikova et al. (2004a) は、ESOのUVESで得られた HR 7575 のスペクトルを、2層構造という仮定のもとに解析した結果として、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 7.34 \sim 8.74 \quad (\text{平均 } 7.93)、$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 7.12 \sim 9.33 \quad (\text{平均 } 8.20)、$$

という値を導いた。本研究では、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 7.0 \sim 10.3、$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 6.3 \sim 9.3、$$

であり、彼らの結果と若干乖離がある。彼らが採用している有効温度は 8800 Kと、700 Kほど高いが、それを考慮してもなお差が大きい。特に Cr の沈殿量では1桁の違いが見えている。

5. 議論と考察

5-1. 磁場強度との関係

本研究の対象のうち磁場強度の最も弱いのは 78 Vir で、

最も強いのは 53 Cam であるが、この両星とも得られた層構造に他には見られない特徴がある。78 Vir の層構造は緩やかで、53 Cam は急峻である。また、両星とも図1、2から分かるように励起ポテンシャルや等価幅への依存性は小さい。これが層構造の差が何に起因するのか、不明である。

Alecian & Stift (2007, 2008) は 磁場を考慮した元素拡散を考慮して大気モデルを計算し、その結果、層構造を導くという苦勞の多い研究を行った。その結果のうち、 $T_{\text{eff}} = 8500\text{K}$ の場合が 53 Cam ($T_{\text{eff}} = 8240\text{K}$) と HR 4816 ($T_{\text{eff}} = 8730\text{K}$) の場合に近いが、今回対象としたCrやFeの結果は示されていないので、残念ながら、本研究との直接的比較はできなかった。ただ、 $T_{\text{eff}} = 10000\text{K}$ の場合に示されているFeの例を見ると、磁場の傾斜によって層構造の様子が随分異なっており、10KGの磁場でも観測者に垂直に立っている場合、磁場のない場合とほとんど同じで、深部ほどFe量が多いという構造となっているのに対し、水平に傾斜している場合では反対に上層ほどFe量が多く、鉄が雲のように浮かんでいる構造となっている。磁場の傾斜がなく、垂直になっている状態ではゼーマン分岐した成分のうちパイ成分は消失し、円偏光しているシグマ成分は残る。しかし、それでもゼーマン分岐していない場合とほとんど同じ放射圧を受け、同じような程度の拡散が起こるとAlecian & Stift (2007, 2008) の結果にはいささか奇妙な感じを受ける。それに、磁場が水平になっている場合はFeが雲のように浮かんでいるという結果であるが、磁気特異星ではこれまでこのような例は知られていない。10KGに達するような強い磁場の星はあまり知られていないが、Alecian & Stift (2007, 2008) の結果はなお検証していく必要があるように思われる。

層構造は星による違いが大きく、特異星は個性に富んでいる。その例が HD 204411 で、Ryabchikova et al. (2005) によればHD 204411 は $T_{\text{eff}} = 8400\text{K} \sim 8700\text{K}$ のCr型の特異星で、磁場は比較的弱い(750G)が、彼らはMg、Si、Ca、Cr、Fe が層構造を成していることを見出した。有効温度はHR 7575 や 53 Cam に似ている。CrとFeの垂直分布を見ると、

$$\log \epsilon (\text{Cr}) = 6.95 \sim 7.25、$$

$$\log \epsilon (\text{Fe}) = 7.5 \sim 9.25、$$

となっており、Cr 線が卓越しているにも関わらず、平均量は HR 7575 や 53 Cam に比べて小さく、Feには大きな差が見られない。HD 204411 は Cr 分布に特徴が見られることは確

かなようである。磁場強度と層構造の相関を示す例と言えよう。

5-2. 有効温度との関係

図11、12に本研究で得られたCr量とFe量をこれまで特異星について得られている値と比較してみた。比較対象となったデータは Ryabchikova (2005) から採用した。ここで、■は加藤他(2005)の平均値(中性、1階電離イオン)である。本研究のサンプルは他の特異星とよく似通った有効温度との相関を示している。

5-3. 元素の拡散を取り入れた大気モデルとそれに基づく層構造解析

元素の拡散効果を取り入れた大気モデルを構築することは層構造を観測的に解析する上でも非常に重要である。層構造が元素拡散の効果によるものならば、このようにして求められた大気モデルは当然元素毎に層構造を成しているはずであり、適当なパラメータを採用すれば完全に観測に合わせることができると思われるからである。

このような大気モデルを構築した最初の試みが 53 Cam で紹介した Babel (1992) であった。

また、 γ Equ について Ryabchikova et al. (2002) が Ca、Cr、Fe、Ba、Si、Na は下層ほど、希土類の Pr と Nd は反対に上層の方が下層より6桁も多いという層構造であると主張しているが、彼らは層構造を持った大気モデルを構築し、観測と比較することによってこのような結果を得た。

その後、LeBlac & Monin (2004)がそのような大気モデルを構築し、 β CrB に適用したことは上で紹介したとおりで、期待通り、層構造が得られた。しかし、その元素量構造では観測を再現できず、なお、課題が残っていると思われる。

その後、Monin and Le Blanc (2007) が同様の大気モデルを構築したことを報告しているが、その結果は LeBlac & Monin (2004)と基本的に同じで、我々が本研究で得た元素量より 1 桁以上小さな値であり、観測を満足させることができない。

大気の層構造をスペクトル線観測と整合性を持たせるためには元素の拡散を取り入れた大変複雑な大気モデルを計算し、その結果として層構造を得て、それが観測されたスペクトル線の振る舞いを再現できるようにしなければならない。上で

見たように、このような試みが部分的になされるようになってきているが、述べたようにまだ完全な一致を見るまでには至っていない。さらに観測例を重ねることと、より一層の精密化が求められている。

本研究で使用されたスペクトルは国立天文台・岡山天体物理観測所で得られたものです。同天文台ならびに関係スタッフの皆様のご支援に御礼申し上げます。また、研究の一部は加藤賢一に対する平成20年度の科学研究費補助金(奨励研究、課題番号 20914006)の支援を得て行われました。合わせて感謝申し上げます。

参考文献

- 泉浦秀行 2003、天文月報 96、291
 加藤賢一・西村 昌能・大西 高司・定金 晃三
 2005、大阪市立科学館研究報告誌 15、11
 Adelman, S. J. 1973, ApJ, 183, 95
 Alecian, G., & Stift, M. J. 2007, A&A, 475, 659
 Alecian, G., & Stift, M. J. 2008, Contrib. Astron.
 Obs. Skalnaté Pleso, 38, 113
 Babel, J. 1992, A&A, 258, 449
 Babel, J., & Lanz, T. 1992, A&A, 263, 232
 Cowley, C. R., & Arnold, C. N. 1978, ApJ 226, 420
 Kato, K., & Sadakane, K. 1999, PASJ, 51, 23
 Kochukhov O., Tsymbal, V., Ryabchikova, T.,
 Makaganyk, V., & Bagnulo, S. 2006, A&A, 460,
 831
 Kurucz, R. L. 1993, ATLAS9 Stellar Atmosphere
 Programs and 2km/s Grid, Kurucz CD-ROM No.13
 (Cambridge, MA: Harvard-Smithsonian Center
 for Astrophysics)
 Kurtz, D. W., Elkin, V. G., & Mathys, G. 2007,
 MNRAS, 380, 741
 Landstreet, J. D. 1988, ApJ, 326, 967
 LeBlac, F., & Monin, D. 2004, in The A-Star Puzzle,
 eds. J. Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W.
 W. Weiss, 193
 Michaud, G. 1970, ApJ, 160, 641
 Monin, D., & Le Blanc, F. 2007, in Physics of
 Magnetic Stars, eds. I. I. Romanyuk, & D. O.

Kudryavtsev, 360

- Nesvacil, N., Weiss, W. W., & Kochukhov, O., 2008,
Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso, 38, 329
- Ryabchikova, T. 2005, Pis'ma Astron. Zh., 31, 437
- Ryabchikova T., Leone, F., & Kochukhov, O. 2005,
A&A, 438, 973
- Ryabchikova, T., Leone, F., Kochukhov, O., &
Bagnulo, S. 2004a, in The A-Star Puzzle, eds. J.
Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W. W.
Weiss, 580
- Ryabchikova, T., Nesvacil, N., Weiss, W. W.
Kochukhov, O., & Stutz, Ch. 2004b, A&A, 423, 705
- Ryabchikova, T., Piskunov, N., Kochukhov, O.
Tsymbal, V., Mittermayer, P., & Weiss, W. W.
2002, A&A, 384, 545
- Ryabchikova, T., Wade, G. A., & LeBlanc, F. 2003, in
Modelling of Stellar Atmospheres, eds. N.
Piskunov, W.W. Weiss, & D.F. Gray, 301
- Savanov, I. S., & Kochukhov, O. P. 1998, Astron. Let.,
24, 516
- Savanov, I. S., & Kochukhov, O. P., & Tsymbal, V. V.
2001, Astrophysics, 44, 64
- Selvelli, P. L. 1974, A&A, 31, 113
- Wade, G. A., Ryabchikova, T. A., Bagnulo, S., &
Piskunov, N. 2001, in Magnetic Fields across the
Hertzsprung-Russel Diagram, eds. G. Mathys, S.
K. Solanki, & Wickramasinghe, D. T., 373

表1. 観測対象星一覧

星名	BS	HD	m_v	スペクトル型	$B-V$	$V \sin i$	変光	周期(日)
53 Cam	3109	65339	6.01	A2pSrCrEu	+0.14	14	5.95--6.08	8.0278
HR 4816	4816	110066	6.45	A0pSrCrEu	+0.06	13	6.32--6.55	4900.
78 Vir	5105	118022	4.94	A1pSrCrEu	+0.03	15	4.91--4.99	3.7220
β CrB	5747	137909	3.68	F0p	+0.28	19	3.65--3.72	18.487
HR 7575	7575	188041	5.65	A5p	+0.20	2	5.61--5.67	224.5

表2. 大気パラメータ

星名	T_{eff}	$\log g$	[M/H]	ξ_t (km/s)	磁場強度(KG)
53 Cam	8240	3.94	0.5	0.0	12.7
HR 4816	8730	3.74	1.0	0.0	4.1
78 Vir	9250	3.50	0.5	0.0	1.5
β CrB	7450	3.74	1.0	0.0	5.5
HR 7575	8110	3.79	1.0	0.0	3.7

表3. 層構造モデル(2層)に基づくCrならびにFeの分布

太陽値に対する比(対数 dex)

星名	Cr (5.67)		Fe (7.50)	
	上層	下層	上層	下層
53 Cam	-5.00	2.70	-1.00	2.00
HR 4816	2.60	3.80	0.70	2.30
78 Vir	2.80	2.80	1.80	1.80
β CrB	-0.30	3.00	-2.00	1.80
HR 7575	1.30	4.60	-1.20	1.80

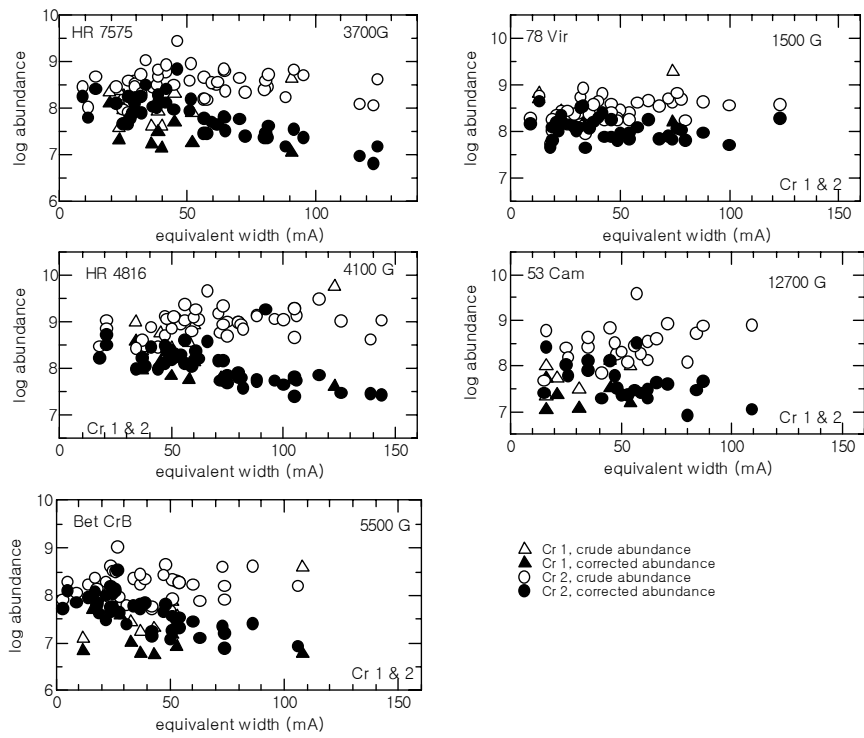


図1-1. Cr 量と等価幅の相関(Cr I および Cr II)

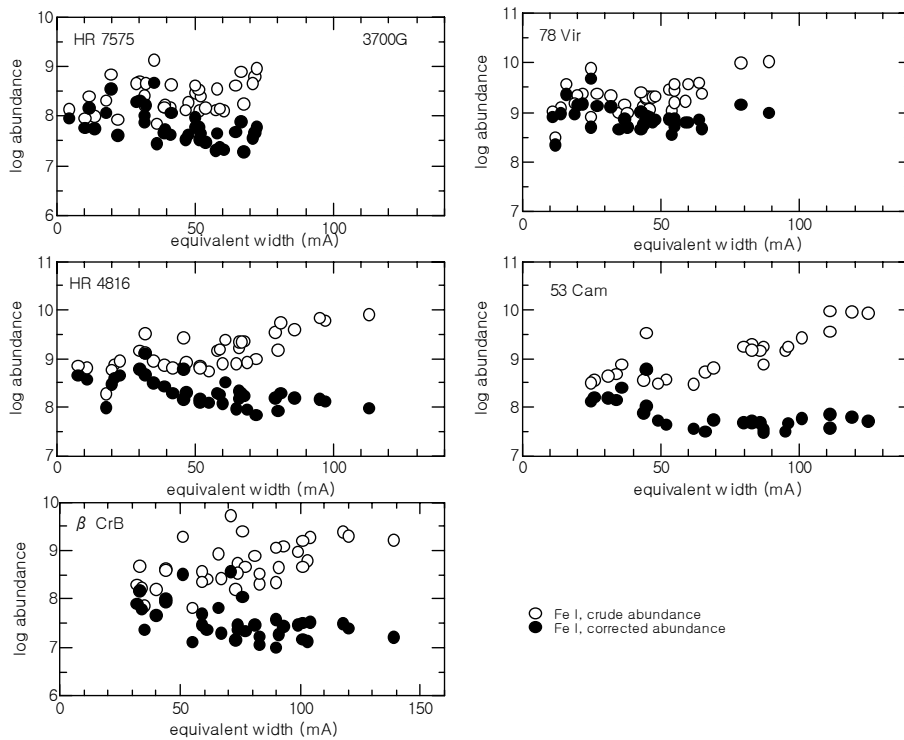


図1-2. Fe 量と等価幅の相関(Fe I)

磁気特異星大気における元素の層状構造

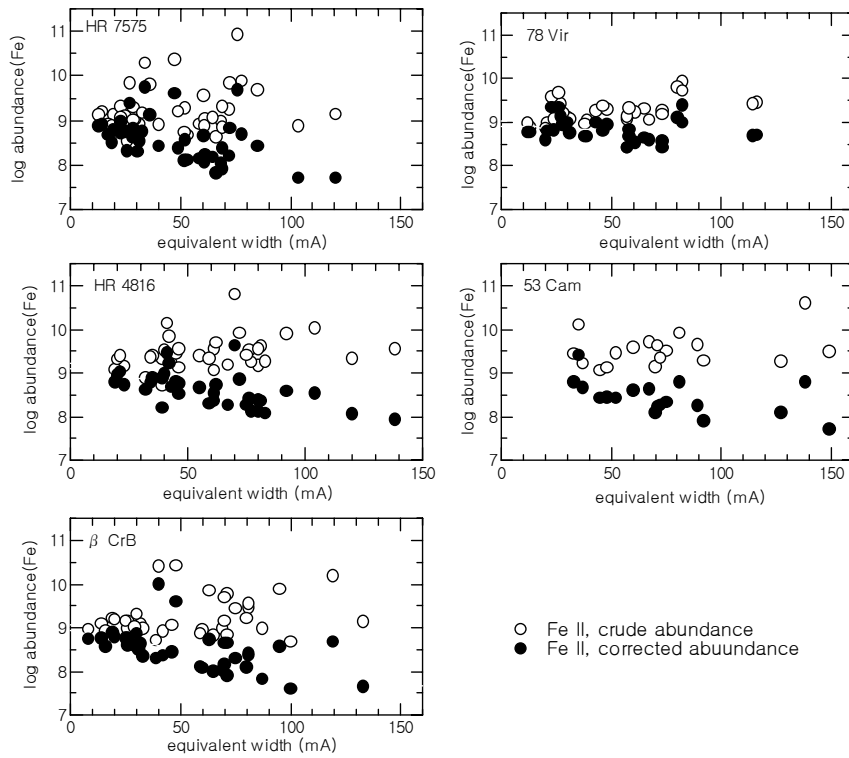


図1-3. Fe 量と等価幅の相関(Fe II)

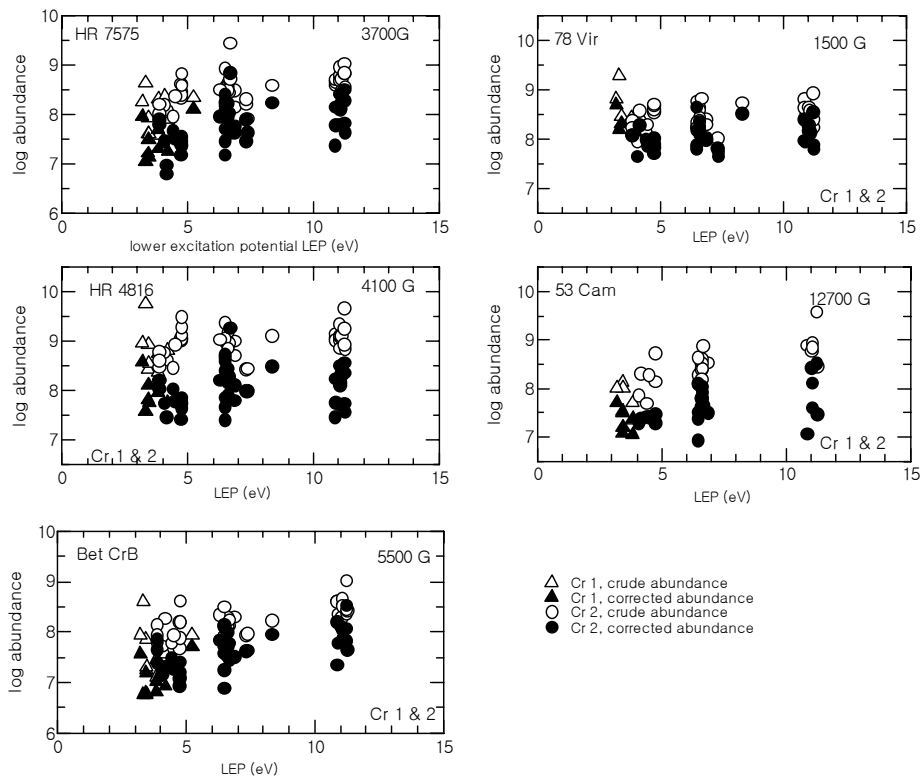


図2-1. Cr 量と線の励起ポテンシャルとの相関(Cr I および Cr II)

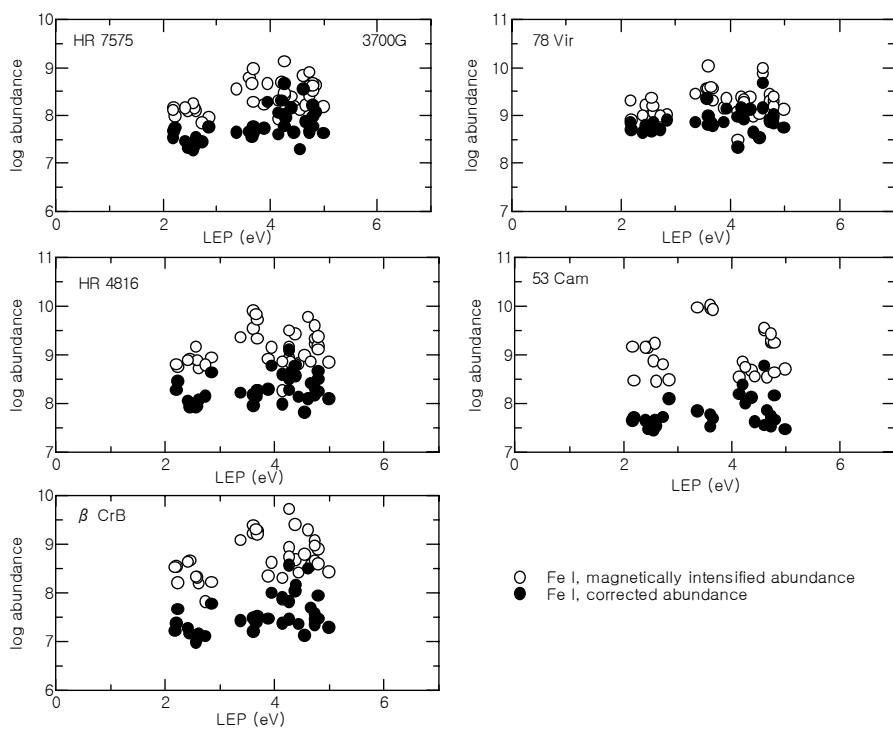


図2-2. Fe 量と線の励起ポテンシャルとの相関(Fe I)

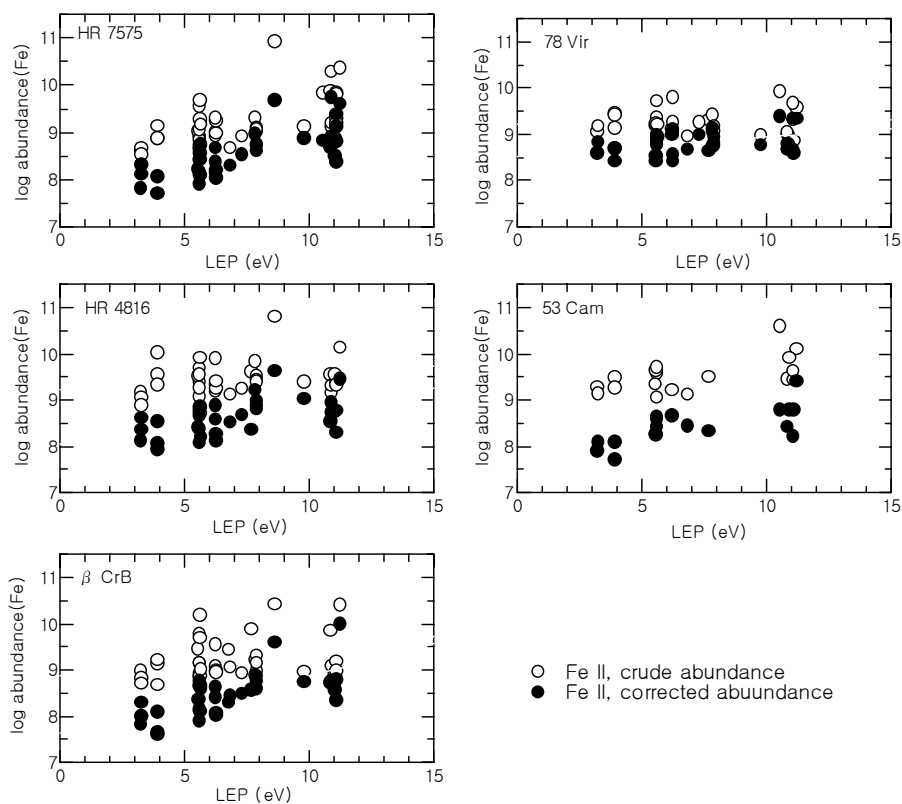


図2-3. Fe 量と線の励起ポテンシャルとの相関(Fe II)

磁気特異星大気における元素の層状構造

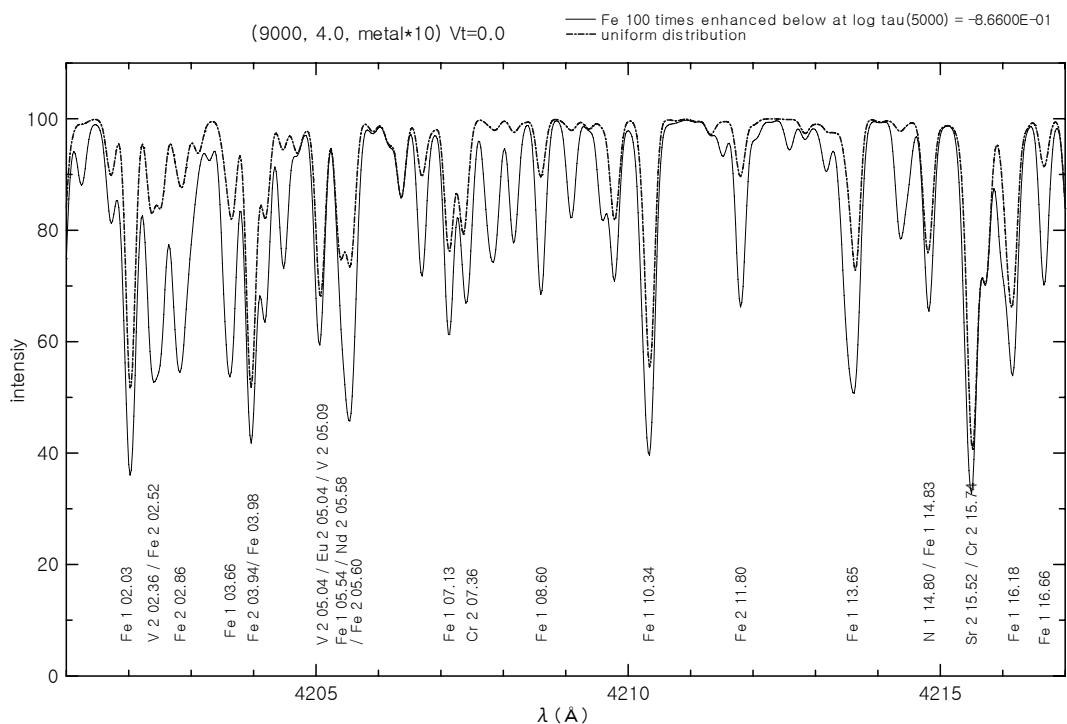


図3-1. プログラムSynVerによる出力例。 $(T_{\text{eff}}, \log g) = (9000, 4.0)$ で、金属量は太陽値の10倍の大気モデルを採用。太陽値の10倍の量の鉄が一樣分布している場合(破線)と太陽値の1000倍の鉄が下層に沈殿している場合(実線)

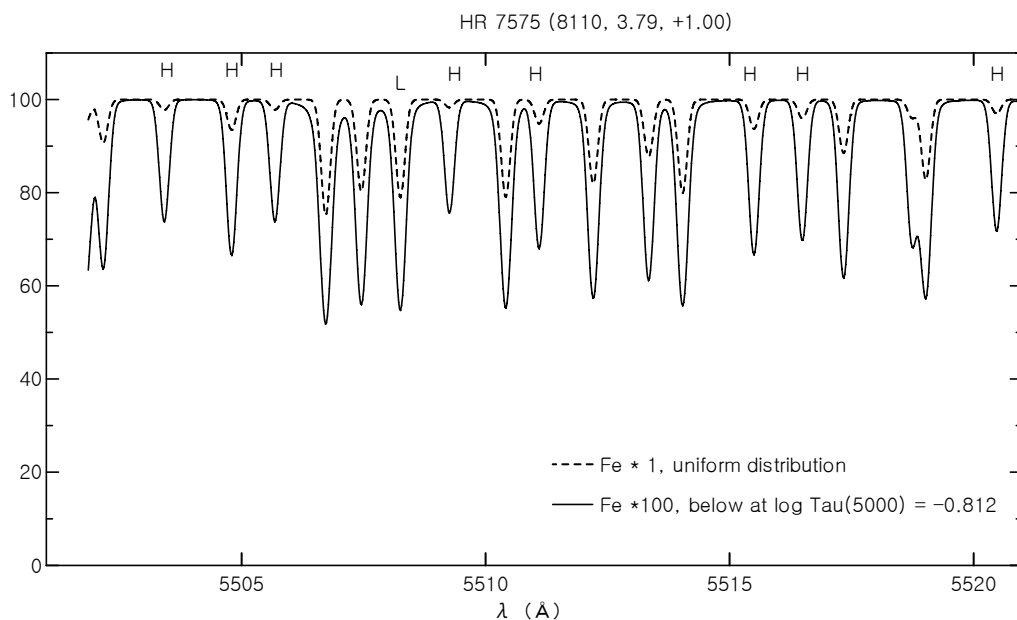


図3-2. 一樣分布している場合(破線)と、深部に沈殿して層構造を成している場合(実線)の1階電離鉄 FeII の振る舞い。HR7575 の大気モデルで計算。この波長範囲に入るよう実際のデータのうち波長を調整した。Hは励起ポテンシャルが10 eV 以上、Lは3 eV 以下、その他はその中間

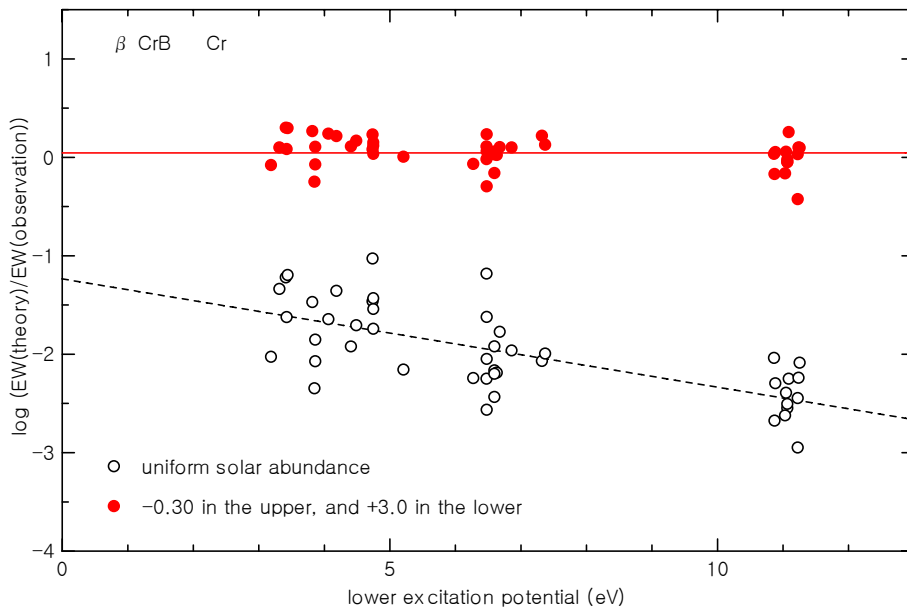


図4. β CrB の Cr 線の等価幅比較。一様分布している場合と層構造を成している場合の等価幅を比較。縦軸はスペクトル合成法により求められた等価幅と観測値との比(対数値)

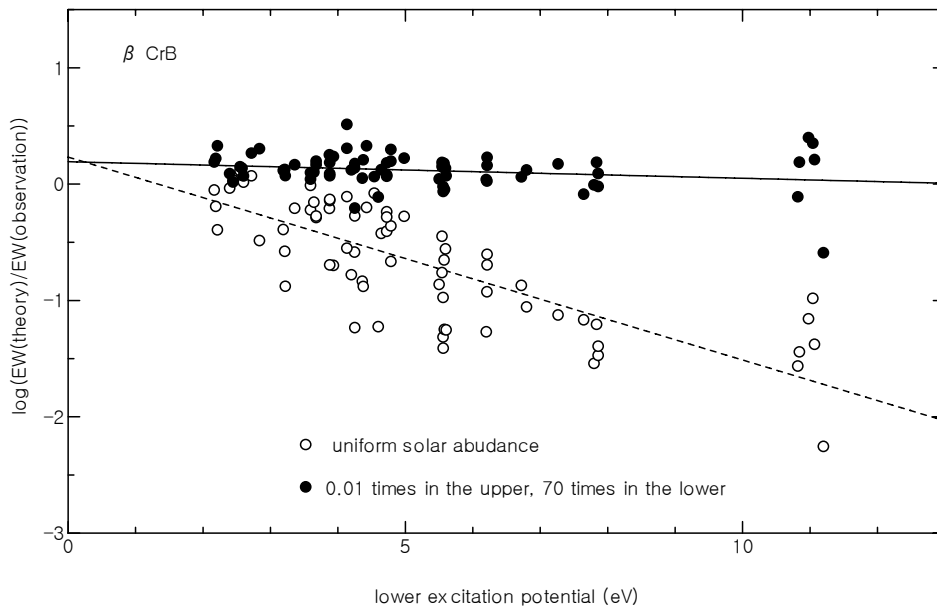


図5. β CrB の FeI および FeII の等価幅比較。一様分布している場合と層構造を成している場合の等価幅を比較。縦軸はスペクトル合成法により求められた等価幅と観測値との比(対数値)

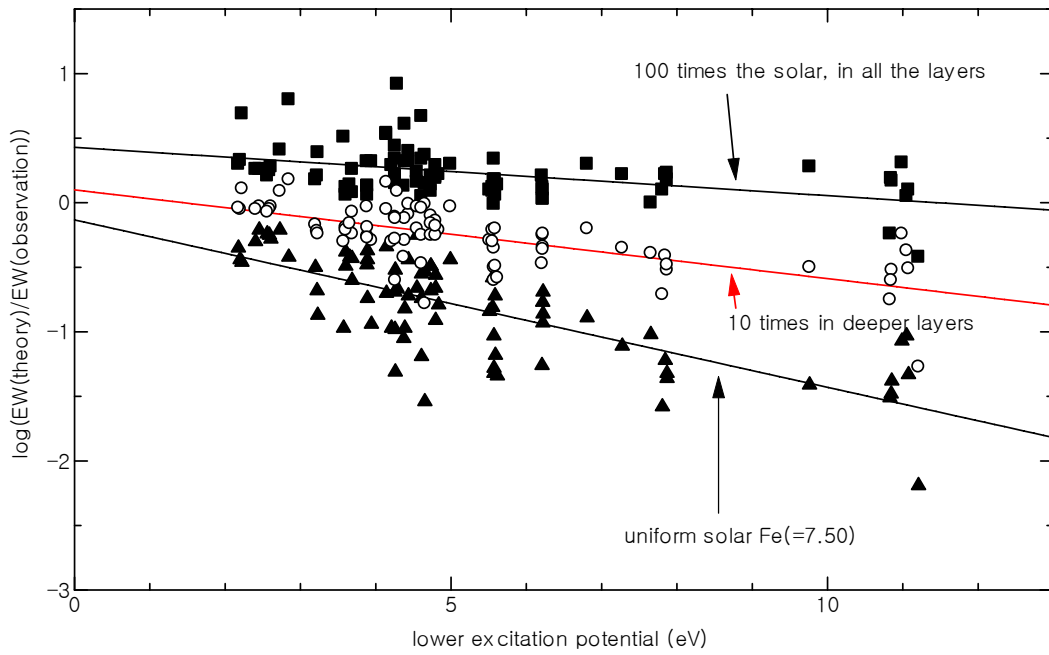


図6. 一様に鉄量を太陽値の10倍、100倍に増やした場合の理論値と観測値との比較。対象はHR 7575

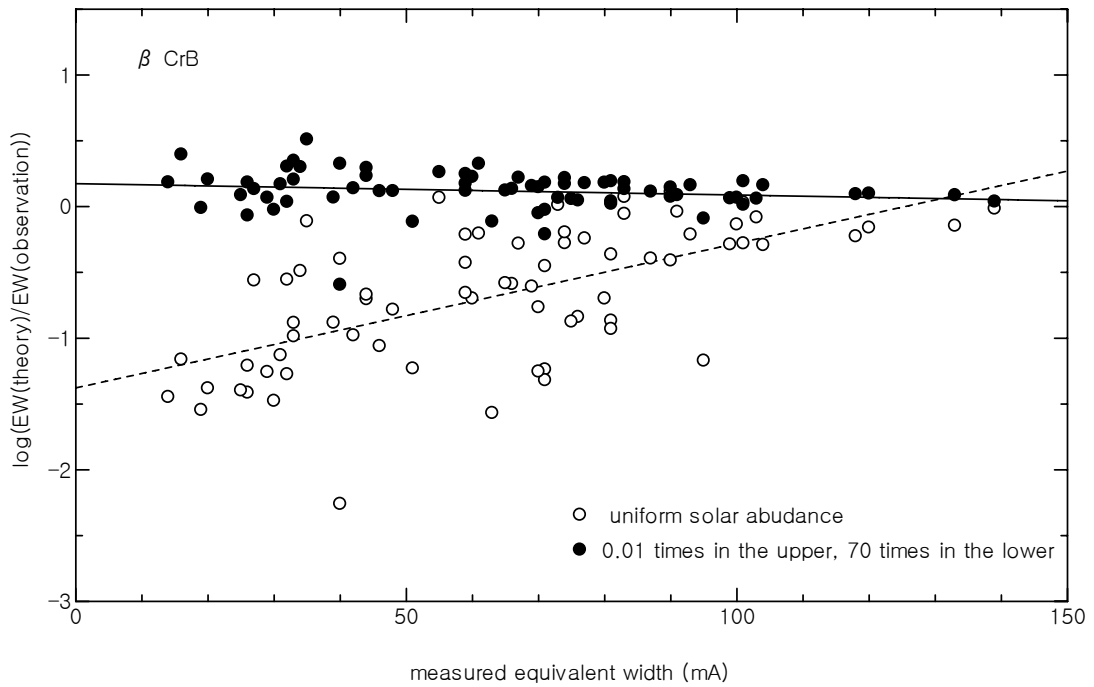


図7. 等価幅に対する層構造の効果。図5の結果を等価幅に対してプロット

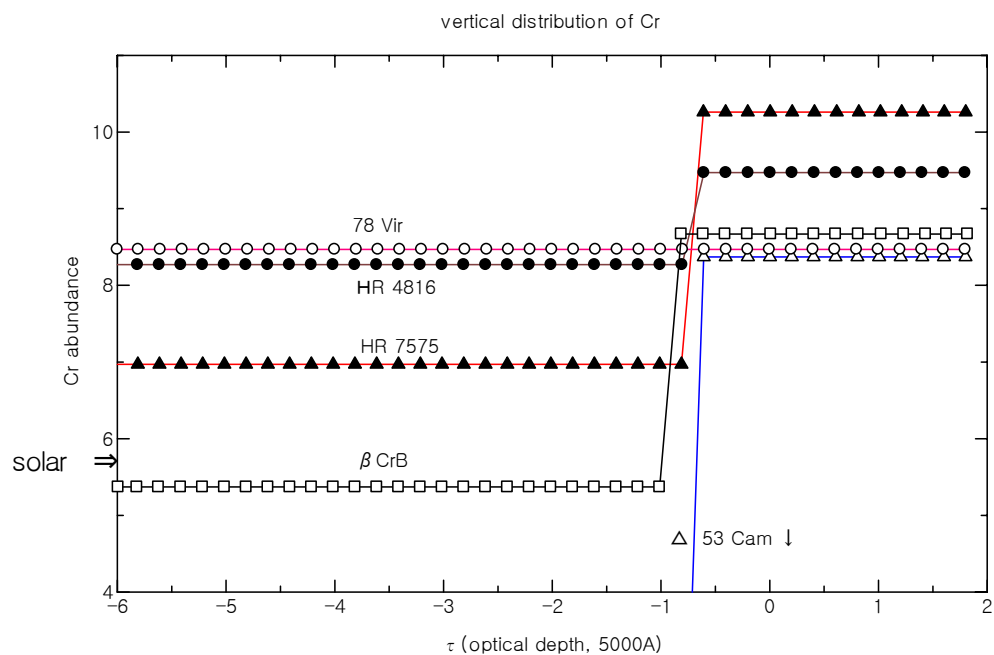


図8. 2層分布モデルによるCrの分布。78Virには層構造は見られない

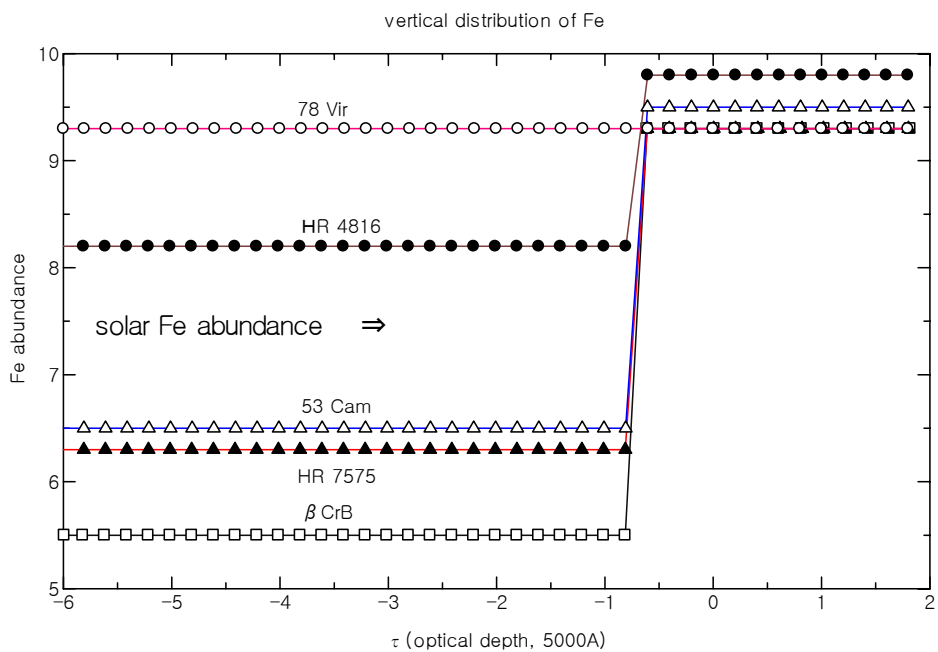


図9. 2層分布モデルによるFeの分布。78Virには層構造は見られない

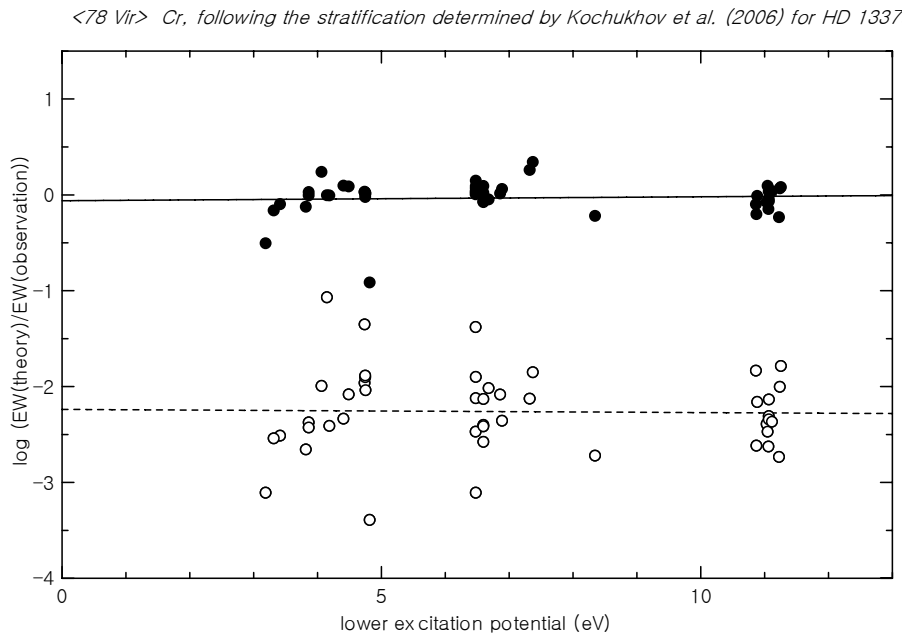


図 10. Kochukhov et al. (2006) が HD 133792 について求めた Cr 分布を 78 Vir に適用して Cr 線強度を求め、観測値と比較(●)。下の○は、太陽の Cr 量で一樣分布している場合の理論値と観測値の比較

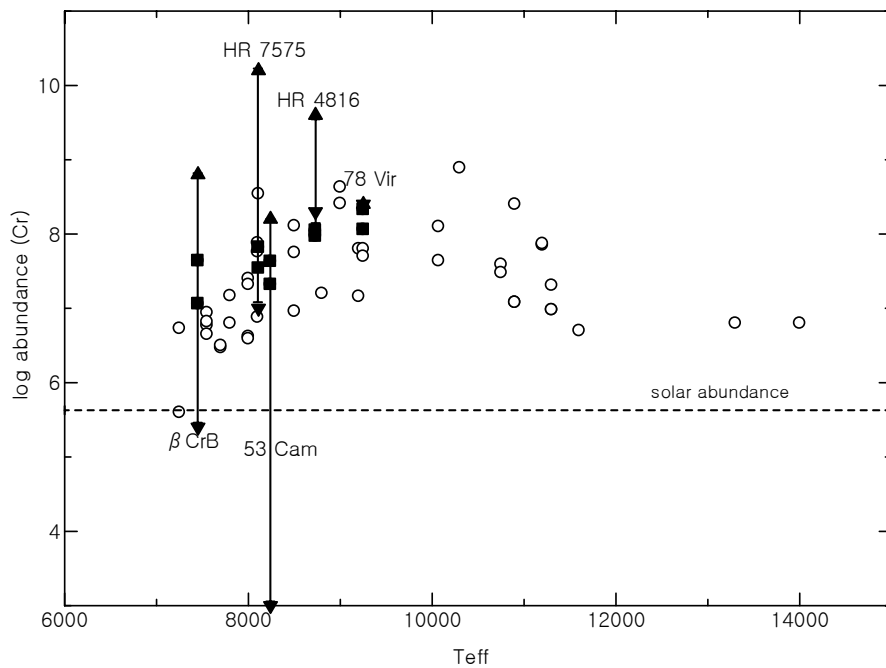


図 11. クローム量の幅と有効温度の相関。○は Ryabchikova (2005) がまとめた特異星のデータ。■は加藤他(2005)が Cr I 及び Cr II から得た Cr 量の平均値。矢印が今回の結果で、上下層での元素量分布範囲を示す

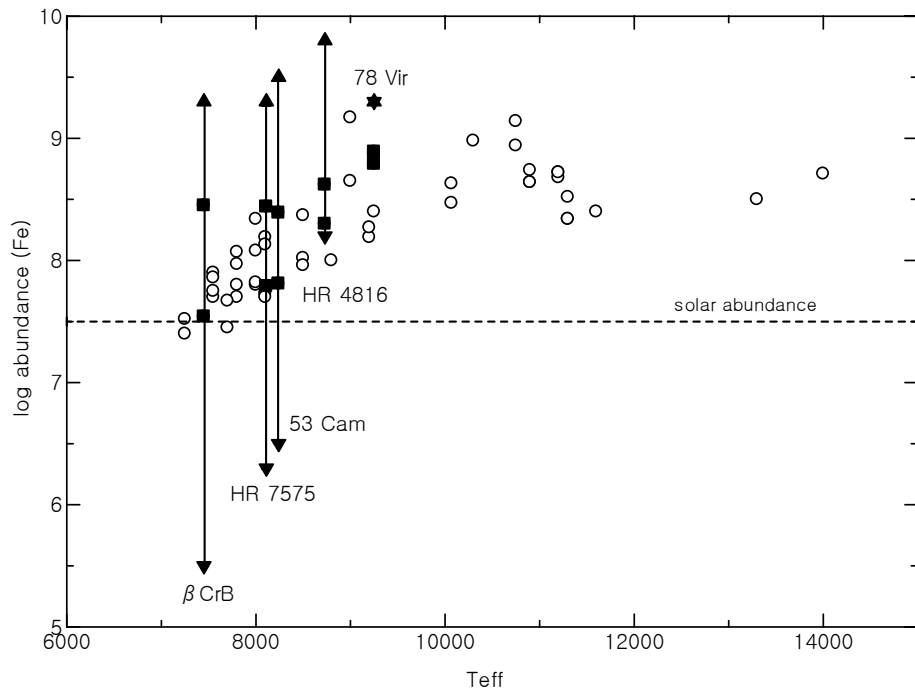


図 12. 鉄量の幅と有効温度の相関。他は図 11 に同じ