

## 低温型磁気特異星の可視域分光解析

加藤賢一<sup>1</sup>、西村 昌能<sup>2</sup>、大西 高司<sup>3\*</sup>、定金 晃三<sup>3</sup>

<sup>1</sup> 大阪市立科学館 大阪市北区中之島 4-2-1

<sup>2</sup> 京都府立洛東高校 京都市山科区安朱川向町 10

<sup>3</sup> 大阪教育大学 大阪府柏原市旭ヶ丘 4

### 概 要

磁気特異星のうち低温グループに属する 5 星 53 Cam (= HD 65339)、HR 4816 (= HD 110066)、78 Vir (= HD 118022)、CrB (= HD 137909)、HR 7575 (= HD 188041) の高分散スペクトルに基づく元素量解析を行った。磁場によるゼーマン効果を考慮し、元素量を求めた。スペクトルは岡山天体物理観測所の高分散エシエル分光器 HIDES によって得られたもので、波長域は 5510Å から 6680Å、分解能は約 60000 で、6000Å における S/N 比は 140 から 380 である。O I、Na I、Mg I、Si I、Ca I、Ca II、Sc II、Ti I、Cr II、Mn I、Mn II、Fe I、Fe II、Y II、Ba II、La II、Ce II、Pr II、Pr III、Nd III、Sm II、Eu II、Eu III、Gd II、Tb III、Tm II、Yb II、Lu II の各元素の定量を行った。また、クロームと鉄の分布が層構造を成していることと解釈できることを示す。

### 1. はじめに

19 世紀末に特異なスペクトルを示す星としてりょうけん座 星が天体分光学者に認識されるようになって 1 世紀たち、その理解は大いに進んできたが、まだ全容が解明されたとは言い難い状況にある。まず、容易に認められるスペクトルの複雑さが完全には説明されておらず、スペクトル線の同定が不十分なままである。それに関連して、なぜ、ある種の元素の吸収線だけが強く、あるいは弱く、選択的に現われるのかというスペクトルの特異性に関する基本的な疑問が完全には説明されていない。また、進化の上の位置づけ、起源、などの解明まではなお時間を要するものと思われる。

われわれは化学特異星の中でも CP2 と分類される磁場を帯びた特異星に関心を持ち、分光学的研究を続けてきた。それは、特異星の中でももっとも複雑なスペクトルを示し、化学特異星理解のキーポイントと考えられるからである。

近年、電子機器、特に CCD の導入および高分散

分光器が登場して観測波長域が全可視光領域に延び、かつ、高分散で高 S/N 比の良質なスペクトルが得られるようになり、一部の磁気特異星についてはゼーマン効果により分岐したり、広がったスペクトル線が測定できるようになった結果、磁場の影響を定量的に見積もることができるようになってきた。

また、原子データが蓄積されてきたことと相まって、磁気特異星の複雑なスペクトルに 2 階電離した希土類元素が深く関与していることが見えてきた。

磁場と 2 階電離した希土類元素の効果を総合的に磁気特異星について調査するのが本シリーズの研究目的である。これに関して、2003 年度および 2004 年度に国立天文台・岡山天体物理観測所の口径 188cm 望遠鏡により磁気特異星分光観測を行う機会が与えられた。本稿はその解析結果を報告するものである。なお、2003 年度の観測については 2003 年 8 月に行われた岡山天体物理観測所ユーザーズミーティングで概略を報告した(加藤他 2003b)。また、化学特異星の特徴と研究の現状については西村他(2003)による「天文月報」

\* ) 2005 年 4 月より名古屋市科学館

誌や加藤他(2003a)による「月刊うちゅう」掲載の解説記事があるので参照されたい。

CP2に分類される化学特異星は有効温度10000度を前後に大きく性質が変わるため、本稿では比較的低温のグループに属する5星(有効温度:7450K~9250K)を対象とし、扱う元素は鉄族までの軽元素とした。

特異星に関する加藤の研究は本研究報告誌でもいくつか報告している。それらを含めた研究成果を表1にまとめておく。

## 2. 磁気特異星の研究の現状

恒星分光学の黎明期にりょうけん座の星(<sup>2</sup>CVn)のスペクトル線に他の星に見られない強い吸収があることがわかり、特異星に分類されることになった。その後、1933年、Morgan(1933)はスペクトルの様相を有効温度系列で分類することを試みて、特異星は細分類されることになった。それ以降、最近までの研究史については西村他(2003)を参照されたい。

低温の磁気特異星に関し、現在、最も大きな関心事は、まず、元素が層構造を成していることが観測的に示されてきたことである。その証拠とされているのは次のような現象である。

- 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)

個々の現象については大気パラメータ等を操作することで避けることができるが、それは回避できても他の、たとえば、分光測光データや色の観測や水素線輪郭と矛盾が生じるといった不都合が生じる。高さによって元素の組成比が異なるという層構造を持った大気はこのような不具合を一気に解決してくれる可能性が

ある。これまでも元素の選択的浮沈(拡散)によって元素組成に異常が生じているという拡散説が一般的に信じられてきたという経緯があり、層構造というアイデア自体は目新しいものではないが、最近、それが分光学的に見えてきたという報告がなされるようになった。

これまで53 CamについてBabel & Lanz(1992)はCr、Feについて示し、その後、Babel(1994)がCaにも見られると発表している。

また、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。彼らは層構造を持った大気モデルを構築し、観測と比較するという研究スタイルをとっている。

Savanov & Kochukhov(1998)はH線から様々な距離にあるCr線の測定からCrB、HR 7575の層構造を得た。H線中心に近いほど浅い大気層を観測しているというH線の特徴を生かした研究であった。

大気の層構造をスペクトル線観測と整合性を持たすためには元素量分布が深さによって異なるような大気モデルを構築し、それと観測結果に矛盾がないようにしなければならない。この層構造を持たせた大気モデルを作成する試みは、たとえばKurucz(1996)のプログラムATLAS12であるが、これはまだ完成していない。他に部分的に成功している例としてはPiskunov & Kupka(2001)がある。

磁場がスペクトル線に与える影響全般についてLandstreet(1996)がまとめている。まず、ゼーマン効果による線の肥大化とそれが磁場の方向に関係すること、磁場の向きはその場でしか決まらないこと、磁場による大気の静穏化と元素の拡散と横方向の分布などに言及し、小規模乱流速度で磁場の効果を模擬すること、元素が大陸的に分布しているとするモデルを採用した場合のスペクトル合成法、元素の層状分布等の研究の現状をレビューしている。

## 3. 対象星と観測

今回、解析の対象とした5星はいずれも低温のCP2星に分類されている。その諸元を表2にまとめておいた。4カラム目の  $m_v$  は実視等級、 $V \sin i$  は自転速度  $V$ (km/s) の赤道面へ投射した成分(傾斜角  $i$ )、変光は変光幅を実視等級で表したものである。他は通常の用法に従っている。これらのデータは Bright Star Catalog (Hoffleit & Warren 1991) と GCVS カタログ (General Catalogue of Variable Stars, Kholopov et al. 1998) から採録した。

各星の特徴を簡単に並べておこう。

53 Cam (= HD 65339)

Landstreet (1988) が8日間の変光周期を覆う青色域のスペクトル観測を行い、磁場構造や元素の分布等に関する幾何学モデルを検討した。

その後、Babel & Lanz (1992)、Babel (1994) が精力的に研究し、Ca、Cr、Fe の層状分布を示した。彼らはIUEで観測された紫外外部スペクトルを磁場の入れたスペクトル合成法によって解析し、紫外域では Cr、Fe 量が可視域での解析に比べて少なく、それは可視域が深い層からの光であるのに対し紫外域では大気上層からの光が主であることから、層構造が裏付けられたとしている。

Leone & Catanzaro (2001) は分光偏光観測から平均磁場強度を求めた。また、0.03 等程度の変光があり、UBVの各バンドで位相がずれていることを報告している。Uバンドの位相は有効磁場 (+4.5 ~ -6.0KG) と良く似ている。

Kochukhov et al. (2004) は磁場に関する4ストークス成分を得て、これからドップラー・イメージング法により表面の磁場構造と元素分布の様子を描いて見せた。

HR 4816 (= HD 110066)

Ryabchikova et al. (2004) は ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $\langle H \rangle$ ,  $v \sin i$ ) = (9000, 4.3, 3.6KG, 9.0) を採用した。彼らによれば、やや高温の部類に属し、1階電離した希土類元素が見えにくくなっている。非常に大きな Cr、Fe 量を示し、Pr-Nd 異常は見られないという。

78 Vir (= HD 118022)

Leone & Catanzaro (2001) は有効磁場の測定を行ない、20 ~ 1250 Gの変動と求めた。また、0.2 等程度の変光がある。

CrB (= HD 137909)

磁気特異星の中で最も低温で、最も明るい星である。測光観測が何度も試みられているが、高速振動 (rapid oscillation) は観測されていない。

Mathys & Lantz (1992) は磁場で鉄の線が分岐していることを報告している。

Leone & Catanzaro (2001) によれば有効磁場は -460 ~ 800 Gで、Vバンドでの変光は0.07 等という。

HR 7575 (= HD 188041)

Mathys & Lantz (1992) は磁場で鉄の線が分岐していることを報告している。

広範な解析は Kato & Sadakane (1999) によって行われ、鉄の電離平衡が破れていること、励起ポテンシャルに依存性が見られることが指摘された。

その後、Ryabchikova et al. (2004)が同じ結果を導き、層構造の導入が必然との結論を導いた。また、彼らによれば Pr-Nd 異常は見られないという。

解析に使用したスペクトルは岡山天体物理観測所の188cm 望遠鏡に装着された高分散エシエル分光器 HIDES (泉浦 2003) によって得られた。観測は表3に示したように、2003年4月28日から5月3日まで行われた。第2カラム目はユリウス日 JD で表した観測時である。最後の欄の位相は GCVS カタログにある変光要素を用いて求めた観測時における極大光度時からの位相を示している。

波長付け、雑音除去等のデータ処理は天体用データ処理プログラム IRAF を用いて大西が行った。

スペクトルの波長域は5510Å から6680Å、分解能は約60000で、6000ÅにおけるS/N比は140から380である。大気吸収線の影響や他の観測データとの照合を行うため、スピカ (Vir) とプロキオン (CMi) を合わせて観測した。連続部の決定精度を見るためプロキオンのデータを Griffin & Griffin (1979) のスペ

クトル・アトラスと比較したところ、H $\gamma$  領域では不確定さが大きいことが分った。本エシェル分光器では1オーダー当たりの波長幅は約60Åであり、H $\gamma$  線のように広い波長範囲に及ぶスペクトル線では連続部の決定法に難があり、取扱に注意が必要である。

#### 4. スペクトルと吸収線測定

吸収線の同定は合成スペクトルと観測値(主としてHR 7575)を比較して求めた。スペクトル合成は国立天文台の竹田洋一氏が Kurucz (1993b) の作成した合成スペクトル計算プログラム SYNTH3 を元に開発したプログラム SPSHOW を使用した。スペクトル線の物理的データは Kurucz & Bell (1995) を採用し、希土類元素については DREAM データベース(Biemont et al. 2002)により補い、Kurucz & Bell (1995)と重複する場合は DREAM データベースを採用した。また、Ryabchikova et al. (2000) が行った 10 Aql (HD 176232) のスペクトル線同定の結果を参考にした。

スペクトル線の等価幅の測定には蓮井隆氏が開発したスペクトル測定プログラム虹星を用いた。スペクトル線の輪郭をガウス曲線と仮定したモードで行ったが、実際は磁場によってガウス分布から変形していることも多く、測定精度はやや低いものと思われる。そこで、完全に分岐しているような線の場合や等価幅の測定値が使用に耐えないと思われる場合はスペクトル合成法により元素量を直接求めることにした。

測定したスペクトル線のデータは計算された元素量等とともに表5に示しておいた。

観測から得られたデータの一部をグラフ化して図1、2に示しておく。図1は希土類元素線が卓越している領域で、Pr, Nd, Tb などの2階電離イオン線も見えている。図2は1階電離した2本の鉄の線である。両者は同じマルチプレットに属し、gf値はほとんど等しいが、ゼーマン効果の大きさが異なり、6147.7Å線( $\lambda = 3.889\text{\AA}$ ,  $\log gf = -2.721$ )は通常よりやや肥大化しているもの見かけ上大きな違いがないが、6149.2Å線( $\lambda = 3.889\text{\AA}$ ,  $\log gf = -2.724$ )はHR 4816、CrB、HR 7575では完全に分離して見える。磁場の

弱い78 Virと自転速度の大きい53 Camでは一本になっている。

#### 5. 大気パラメータ

元素量計算に用いた大気パラメータの値を表4に示した。それぞれの欄は星名、有効温度  $T_{\text{eff}}$ 、表面重力加速度  $\log g$  (cgs 単位系)、大気モデル計算に用いた金属量で太陽値に対する対数值、小規模乱流速度、表面磁場強度である。78 Vir については有効温度は Sokolov (1998) から、磁場強度は Didelon (1983) から採用したが、他4星については Hubrig et al. (2000) からである。小規模乱流速度はすべて 0 km/s と仮定することにした。Hubrig et al. (2000) は有効温度を4色測光ならびに Geneva system による測光から求め、Hipparcos データから得た半径と質量から表面重力加速度を得ている。半径は光度と有効温度から求めたが、その光度は輻射補正と星間赤化を補正して得られたものである。質量は恒星進化の理論計算と比較して求めた。

#### 6. 元素量計算と磁場および超微細構造の扱い

測定したスペクトル線強度(等価幅)より Kurucz (1993a) の WIDTH9 を用いて元素量を計算した。等価幅の測定が困難な場合はスペクトル合成法 SPSHOW により観測された線輪郭を満たすような元素量を求めた。

最初に磁場の効果を考慮せず、観測された線強度から直接元素量を得た。実際にはゼーマン効果により肥大化しているのでこれは見かけ上の元素量を与えることになる。これが表5の abnd1 の欄の値である。

元素量の計算に必要な各線の gf 値は Kurucz & Bell (1995) から採用した。もし、希土類元素線について gf 値を収集している DREAM データベース(たとえば、Biemont et al. (2002)、また、ウェブページ

<http://www.umh.ac.be/~astro/dream.shtml> を参照のこと)にデータがある場合にはそれを採用した。

磁場による肥大化の影響はプログラム LAMBDA を用いて評価した。これは磁場中を通る輻射がゼーマン効果を受けた時の輸達状態を定式化した Unno-Beckers の方程式を解くプログラムで、加藤 (1994) が開発し、HR 7575 の解析に用いたものである (Kato & Sadakane 1999)。ここで磁場の影響を受けたスペクトル線の形成について Takeda (1991) の "micro-turbulent magnetic field" 近似が成立するものと仮定した。これは磁場による偏光を考慮せず、ゼーマン効果によって分離した各成分がその強度比にしたがって吸収し、その合成によって観測されるスペクトル線が形成されると考えるもので、加藤 (1994) の式 (1) において偏光成分に関する線吸収係数や磁気光学効果に関する係数をすべて 0 と置くことに相当する。これは磁場の影響を最も大きく見積もった場合にあたり、得られる元素量の値としては最小値が得られることになる。

なお、この近似をおけば通常のスペクトル合成法プログラムでゼーマン効果を考慮することができる。波長方向の分離度は磁場強度により評価し、gf 値をそれぞれの成分の強度比で比例配分してやればよいからである。プログラム LAMBDA は等価幅が測定されていることを前提としているので観測されたスペクトル線輪郭と比較するのは技術的に困難である。そこで、スペクトル合成法を用いて元素量を求めなければならない線について磁場の影響を評価する場合にはこのようにして行った。

それぞれに対象星について、磁場が 0 の場合と磁場がかかっている場合の 2 つの場合について等価幅 (あるいは線輪郭) を満たす元素量を求め、その差を得た。それを表 5 の abndn1 に適用して得られた値が表 5 の abndn2 で、磁場の影響がない場合の元素量とみなすことができる。

プログラム LAMBDA は LS カップリングが成立していることを仮定しているので、この近似からずれている Ce II、Sm II、Tb III、Tm III、Yb II、Lu II 等では仮想的なゼーマン効果を入れることで磁場の効果を見ることにした。仮定したのは 3 つのパターンで、

正常ゼーマン効果として  $^1P_1 - ^1P_1$  の遷移を採用し、異常ゼーマン効果としては  $^6D_{5/2} - ^6F_{5/2}$ 、 $^9I_7 - ^9H_8$  の 2 種類の遷移を採用した。これら 3 種の場合について元素量の相違を求め、平均して最終的な磁場の効果とした。表 5 の abnd2 に記されているこれらの元素の値はこのようにして得られたものである。

Si I も LS カップリングが破れている線ばかりであったが、これについては磁場の計算をしていない。

なお、ゼーマン分岐を計算するにはスペクトル線を形成する原子の上下のレベルについてコンフィギュレーションが必要であるが、これは Kurucz & Bell (1995) から採用した。

Eu II の線は超微細構造 hfs が効くことが知られている。この場合は超微細構造で分岐した線がゼーマン効果を受けると仮定してスペクトル合成法により磁場の影響を調べた。Landi Degl'Innocenti (1975) が示しているように、この場合、分岐した線の本数は非常に多く、今回では 392 本から 960 本に及んだ。その例として 6437.64 Å 線の場合を図 3 に示しておいた。さらに、Eu II ではアイソトープ効果もあってその比も効いてくるが、ここでは ( $^{151}\text{Eu} : ^{153}\text{Eu}$ ) = (50 : 50) とした。表 5 の abnd2 では Eu II について hfs と磁場を同時に考慮した場合についての結果を載せておいた。

## 7. スペクトルと化学組成

各元素線の元素量の詳細は表 5 に示したとおりである。それをさらにまとめたのが表 6 (1) で、水素量 (対数値) を 12.00 とした場合の値を示した。表 6 (2) は太陽に相対的な値である。太陽の化学組成比は Grevesse et al. (1996) を採用した。表の中の N は測定したスペクトル線の本数である。組成比は磁場を考慮しない場合 log 1 と、考慮した場合の値 log 2 を示している。以下、それぞれの元素についてコメントしておく。

### 7.1 O

CNO については単独で対象となるような混入の少ないスペクトル線は少なく、0 で 1 本であった。この 6156.778 Å 線は 3 本の多重線であり、スペクトル合成

法で元素量を求めた。磁場の影響を見積もっていないが、いずれの星でも太陽値より1桁程度低い値を示しており、酸素欠乏状態である。

#### 7.2 Na

D線を測定することができた。強い線だけに磁場の効果も大きく、1桁かそれ以上の効果があることが分かった。78 Virは太陽よりやや多いという結果であるが、他の4星はNa欠乏状態であり、特にCrBは2桁程度低い。

#### 7.3 Mg

78 Virは太陽より多く、HR 4816は太陽程度、CrBとHR 7575は太陽より低く、全般的には太陽よりやや少ない。

#### 7.4 Si

磁場による影響が定量的に不明であるが、他の例から類推すると53 CamとHR 4816は太陽より多く、他の3星は太陽値かそれより少ないようである。少なくとも太陽値よりずっと大きいことはない。

6087.805Aは全部の星において他の線に比べて大きな元素量を示しており、gf値が不適切であることを窺わせる。

#### 7.5 Ca

Ca I線の大きな特徴は6342.95Aと6361.79A線にautoionizationによる幅広い吸収が見られることである。図4を参照していただきたい。すでにプロキオンのスペクトルに見えることが知られていたが、CrBとHR 7575ではそれよりも深く、広い吸収帯となっている。HR 4816では認めがたいことから有効温度8500K前後がこの現象の見える境目のようで、これ以下の温度の星に見られる現象と言える。

Ca I線が与えるカルシウム量を線の等価幅に対してプロットしたのが図5である。磁場の影響を含んでいる場合とそれを引き去った場合を示している。磁場の考慮しない場合、線強度と共に大きな元素量を示す傾向が見える。このような現象はかつてダンピング係数の採り方が不適切であるか、あるいは小規模乱流速度を導入しなかったためと説明されることが多かった。このような線にゼーマン効果が効いているとすると、

100mA位までの線では線強度と共にやや減少し、それより大きな等価幅になるとほぼ一定になるという傾向が見えている。磁場の影響は小規模乱流速度と類似した傾向を示していると結論できる結果となっている。

もっとも、当初、磁場の影響を計算するのに“microturbulent magnetic field”近似を行っており、この仮定と矛盾していないと言ふべきかも知れない。

磁場の影響を除いた後のCa量は5.92~7.08 dexで、太陽値6.36前後に分布しているので、ほぼ太陽値と言える。しかし、磁場を考慮しないと太陽より多くなる(表6の $\log \epsilon_1$ )。

Ca II線は1本しか測定できず、それも弱い線であるため全般的には信頼性は低いが、少なくともHR 7575では相当の信頼性のある測定ができた。その解析結果(表6)を見るとCa Iから得られた元素量はCa IIから得られた値より0.5 dex低く、これに磁場の影響を考慮するともっと差は大きくなり、1.4 dexに達する。信頼性は低いがHR 4816、78 Virでも同様の傾向である。これら3星ではCaについては電離平衡が達成されていないと結論できよう。

#### 7.6 Sc

太陽値と同じかやや多いという結果である。本数が少なく、信頼性に欠ける。

#### 7.7 Ti

この種の有効温度の通常星であればTi線はよく見られるはずであるが、5星とも、少なく、Ti Iが1~2本しか測定できなかった。

#### 7.8 Cr

昔から注目されているとおり、鉄族元素の中で最も目立っているのがCrである。表6に示されているように、磁場の効果を入れない見かけ上のCr量は太陽の100倍~2000倍となる。磁場の効果を引いてやると25倍~250倍に下がる。

等価幅に対するCr量を図6に示した。図7には励起ポテンシャルに対するCr量を掲げる。

磁場の効果を入れない見かけ上のCr量は53 Cam以外の星では等価幅によらずほぼ一定で、磁場の効果はCa Iの場合と同じように小規模乱流的な効果

となり、磁場の効果を引いた Cr 量  $\epsilon_2$  は等価幅と共に減少するような傾向を見せている。53 Cam については  $\epsilon_1$  が等価幅と共に大きくなり、 $\epsilon_2$  はほぼ一定という傾向である。

励起ポテンシャルに依存して Cr 量が変化しているのは HR 7575、CrB、53 Cam の3星で、磁場の効果を補正しても HR 7575、CrB はなおその傾向が残っていて、有効温度と整合していないことを暗示している。

Cr I と Cr II の与える元素量の差は磁場を考慮した方が小さくなる。また、両者の差は CrB を除けば 0.3 dex 内であり、ほぼ電離平衡となっている。CrB では 0.58 dex と有意な差を示しており、励起ポテンシャルへの依存性とあわせて見ると、有効温度がやや低目に設定されているか、あるいは他の元素線とは形成領域が異なると考えるべきかも知れない。

#### 7.9 Mn

太陽より 0.73 ~ 1.97 dex 過剰という結果である。高温の特異星である水銀・マンガ星では Mn 過剰はよく知られている。軽元素では Cr に次いで大きな値を示している。

等価幅に対する依存性は余り見えない。HR 4816 にやや等価幅とともに Mn 量が大きくなる軽い傾向が見えている(図5)が、サンプル数が少なく、明確ではない。

#### 7.10.1 Fe I

鉄の線は中性、1階電離ともに卓越し、多くの線を測定することができた。

図8に励起ポテンシャルに対する各線の示す鉄量をプロットした。同様に図9には等価幅に対する関係を示した。

HR 7575 は励起ポテンシャルが高くなると鉄量が緩やかに増えるという相関がある。これは磁場による効果を考慮しても傾向は変わらない。等価幅に対しては見かけの鉄量( $\circ$ )はほぼ一定である。しかし、磁場の効果を差し引いた鉄量( $\bullet$ )は等価幅と共に下がるという傾向を見せている。

HR 4816 では励起ポテンシャルに対する傾向は

HR 7575 と同様であるが、等価幅に対しては約 70 mA 以上の強い線になると見かけの鉄量が増えている。しかし、磁場の効果を引くと一定値を示している。

CrB は HR 4816 と同様の傾向である。

78 Vir は励起ポテンシャルおよび等価幅に対する依存性はほぼ見られるず、磁場の効果を考慮しても同様である。78 Vir は今回のサンプルの中では磁場が最も弱い(1500 G)星であり、正常星に近いためこのような傾向が見られたと考えられる。

53 Cam は励起ポテンシャルについては 78 Vir と同じ傾向であるが、等価幅に対しては明らかな相関を示し、磁場の効果を差し引くと鉄量が一定になる。

励起ポテンシャルに対する傾向が磁場の強弱やその有無に関係しないことは大気構造に大きな示唆を与える。これは最後に議論することにしてしよう。

全ての星に共通する傾向として見かけ上の元素量が大きくばらついていることが挙げられるが、磁場を考慮して得られた鉄量の分布は分散が小さく、大きな分散は個々の線に対する磁場の影響が異なることから生じた結論できる。これまでも磁気特異星に一般的に見られた傾向であるが、ここで明確に示されたものと考ええる。

なお、いずれの星においても異常に大きな元素量を示す線がいくつかある。たとえば、5546.500 A、5997.775 A、6020.170 A、6055.992 A、6094.364 A、6246.317 A、6363.823 A、6400.000 A、6411.647 A、6419.942 A などである。その要因としてもっとも考えやすいのは gf 値などの基本的な遷移に関する物理量に問題があるとするところであるが、磁場による効果を排除することはできない。Stenflo & Lindgren (1997) は有効ランデ因子が 0 または負の線として、4596.4113、4995.4109、5123.7269、5434.5315、5470.0957、5576.0970、6094.3766 A を挙げている。これらはいずれも LS カップリングの条件を満たしていない遷移であり、今回の磁場の計算では考慮できなかった線である。このうち、今回測定できたのは 6094.3766 A だけであるが、これは異常に大きな鉄量を示す線 6094.364 A のことである。有効ランデ因子が

0 または負であればゼーマン効果が小さいと見るのが通常であるが、異様な振る舞いをしている線として注意が必要である。

Fe I から得られた鉄量は最終的には 53 Cam、CrB、HR 7575 の3星では0.13 から 0.14dex で太陽値、HR 4816 と 78 Vir で 0.63 から 1.22dex と太陽値より大きくなっている。

#### 7.10.2 Fe II

図 10 および図 11 に励起ポテンシャルに対する各線の示す鉄量、等価幅に対する関係を示した。それぞれの傾向は Fe I とよく似ているが、励起ポテンシャルに対する傾向はより明瞭になっている。

温度の関係で Fe II は Fe I より大量に存在するため、元素量の定量結果には Fe I より信頼がおけるものと期待される。図を見てのとおり、Fe I 同様に鉄量のばらつきが大きく、これは測定や解析に伴う誤差ではなく、真実の状態を示していると推察される。

78 Vir については Fe I と同様に鉄量の分散が他の星に比べて非常に小さい。先に分散の大きさは磁場の影響であることを述べたが、78 Vir の磁場が弱いことを考えると、その点を補強する材料と言えよう。

表 5 の線リストでは 3 グループに分けておいた。グループ 1 は LS カップリングが成立している線で、グループ 2 は LS カップリングが成立していても通常の選択規則が当てはまらない線、グループ 3 は LS カップリングしているレベルと J1K カップリングしているレベルの間での遷移によるものである。グループ 3 の線は励起ポテンシャルが 10eV 程度の高励起線で、それらが示す鉄量は他のグループより明らかに大きい。しかし、他の高励起線と変るところはないのでゼーマン効果に大きな違いがあるとは見えない。

Fe II 線で興味深いのはグループ 2 の中の 6586.699A 線である。この線の有効ランデ因子は 0 で、ゼーマン効果を受けないか、受けても極めて小さな影響しかないと考えられる。53 Cam、HR 4816、CrB、HR 7575 の4星に対し 6586.699A 線の示す鉄量はそれぞれ 8.53、8.72、8.24、8.26 である。一方、表 6 で磁場の影響を取り除いた鉄量の平均値を見ると、それ

ぞれ 8.39、8.62、8.45、8.44 となっており、6586.699A 線が示す値(磁場の効果を考えない)と酷似している。これは確かに 6586.699A 線がゼーマン効果を受けていないということであり、この線を使えば磁気特異星の本来の鉄量が、それに極めて近い量を求めることができることを示している。

また、図 2 に掲げた Fe II の 2 本の線について表 5 を見ると、磁場の影響を含んだままの鉄量の差は 5 星についてそれぞれ 0.23、0.23、0.03、0.47、0.28dex あるが、磁場の効果を差し引いた場合は 0.38、0.14、0.02、0.05、0.00dex と、53 Cam を除いて差が小さくなっている。

Fe II から得られた鉄量は 0.77 から 1.13dex 太陽より大きくなった。

#### 7.10.3 鉄量について

Fe I と Fe II の示す鉄量を見ると、5 星に対し、0.63、0.32、0.09、0.94、0.70dex の差が見られる。特に 53 Cam、CrB、HR 7575 の3星では有意に差があり、電離平衡とは言いがたい。

これを有効温度で説明しようとする、53 Cam と HR 7575 はもっと高めに、CrB はもう少し低め設定しなければならない。

また、高励起線ほど高い鉄量を示していることは 78 Vir を除いて見られる現象であり、磁場を考慮してもなお解消されなかった。採用した大気モデルと観測が整合しているのであればこのような現象は見られないはずである。そこで、もし、大気パラメータに原因があるとしたならば、有効温度を 1000~1500K 高く設定しなければならないが、これは考えにくい高い数字である。

#### 7.11 Ba

2 本を対象とした。5853.682A 線は FeI と CeII 線が混合しており、これから Ba 量が求められたのは CrB のみであった。この線のゼーマン効果は大きく、等価幅は 83 mA で、そこから直接求められた Ba 量は 4.12 dex である。ゼーマン効果を差し引くと 2.12 dex となり、太陽値 2.13 dex と等しい。これはゼーマン効果を考慮したスペクトル合成法により求められた



ものである。

6496.90A 線は比較的高温の星では 6497.037A の Mn II 線の混合が効いてくる。この線から得られた HR 4816 と CrB の Ba 量は 2.77 dex と 2.20 dex である。測定の信頼性を考慮すると太陽値とほぼ等しいと結論してよいだろう。

#### 7.12 La

1 ~ 5本の測定ができ、10 ~ 49 mA の等価幅が得られた。ゼーマン効果を差し引いた後の La 量は太陽より 1.48 ~ 2.17 dex 大であった。

#### 7.13 Ce

希土類元素のなかで最もよく見られもので、本測定でも 6 ~ 53 本のデータが得られた。図 12, 13 に等価幅、励起ポテンシャルに対するセリウム量を示した。(a) は等価幅から直接求めた量で、(b) が磁場の効果を差し引いた後の量である。5 星の結果が混在しているので分りにくいところもあるが、それぞれに依存していない傾向が出ている。磁場の効果を除いた後の結果も同様である。

Ce II 線の多くは LS カップリングとは異なるレベル間 ( $j_j$  カップリングや  $J_1j$  カップリング、 $J_1J_2$  カップリング) の遷移で形成されている。これらのゼーマン効果を扱うのは複雑なので、ここでは磁場の効果を近似的に扱うことにして、LS カップリングの 3 つの場合を想定してそれぞれの場合のセリウム量を求め、後に平均して最終のセリウム量とした。その内容は 5 章で記したとおりである。

後の Eu や Gd と異なる振る舞いを見せているのは以上のような原子構造の違いが反映されているのかも知れない。

ゼーマン効果を差し引いた後の Ce 量は太陽より 1.80 ~ 2.93 dex 大であった。

#### 7.14 Pr

プラセオディミウムについては Pr II より Pr III 線の方が卓越しており、測定に使用できた Pr II 線は 1 本のみであった。したがって、両者間での Pr 量の差は明確には求まらなかった。最終的な Pr 量は 1.94 ~ 2.34 dex 太陽より大であった。

#### 7.15 Nd

5 本の Nd III 線が測定できて 4 本についてゼーマン効果を考慮することができた。レベルのタームは Bord (2000) から採用した。いずれの線にも弱い混合が見られる。ゼーマン効果を差し引いた後の Nd 量は太陽より 1.97 ~ 2.35 dex 大であった。

Nd II 線は今回の対象星の温度領域ではほとんど見えない。Ryabchikova, et al. (2000) が磁気特異星 10 Aql (HD 176232,  $T_{\text{eff}} = 7550$ ,  $\log g = 4.0$ ) のスペクトル線リストを示しているが、それを見ると Nd II 線はほとんど全部が 1 ~ 5 mA という極めて微弱なもので、たとえ測定できたとしても大きな誤差を含んでいるものと推察される。

#### 7.16 Sm

どの星でも弱く、6104.781A 線だけが見えている(ただし、Ce II 線が混合しているので要注意)。スペクトル合成法でゼーマン効果を考慮して得た結果は 1.69 ~ 2.34 dex 太陽より大となり、他の希土類と同様の値であった。

#### 7.17 Eu

Eu II 線には超微細構造 (hfs) があり、それにゼーマン効果が重なっているという複雑な構造になっているので(図 3 に例示)、等価幅は用いず、スペクトル合成法により Eu 量を得た。6645.10A の超微細構造データは Mashonkina & Gehreen (2000) から採用し、線輪郭を計算したが、観測をよく再現できた。他の線の超微細構造データは Kurucz & Bell (1995) から採用した。

図 14 に等価幅に対する元素量を示した。磁場の効果を入れると元素量の分散が小さくなった。最終的な Eu 量は 1.55 ~ 3.39 dex 太陽より大となり、他の希土類と同様の範囲である。なお、以下で議論するように、Eu III 線には信頼が置けないので元素量定量には使用しなかった。

6666.347A にある線は全ての星できれいに見えている。これは Eu III 線と同定されていて、DREAM データベースでは  $\log gf = -1.450$  という線強度が与えられている。たとえば HR 7575 では、この  $gf$  値を採

用すると 6.20 という Eu 量 (磁場の効果を差し引いた後の量)となる。これは Eu II から得られた値 3.90 に比べても十分大きく、太陽値の 0.51 に比べれば 5.69 dex 大という結果であり、50 万倍ということになる。

今回の観測波長範囲ではその他に以下の 3 本の 2 階電離 Eu 線が DREAM データベースに登録されている: 5506.612Å (log gf = -2.71)、5582.319Å (log gf = -3.42)、5719.155Å (log gf = -2.74) である。6666.347Å も含めたこの 4 本の線は同じマルチプレットに属しており、同じ励起ポテンシャルとなっている。そこで、HR 7575 を例にとり、6666.347Å 線から得られた Eu 量 6.20 と DREAM データベースの gf 値を使って他の 3 本の線の強度を計算したところ、それぞれ 49mÅ、34mÅ および 48mÅ の等価幅となった。この値は磁場の効果を受けないという仮定であり、磁気特異星ではもっと強く出ることが期待される。これだけの強度があれば観測にかかるはずであるが、どの星のスペクトルにも全く見えない。

Ryabchikova et al. (1999) はこの不一致を見て 6666.347Å 線の astrophysical gf 値として +1.180 を提案している。これを採用すれば HR 7575 では 3.57 となり、Eu II の 3.90 と整合する。

Mashonkina (2002) はこの問題を non-LTE の視点から議論している。彼らによれば、Eu III 線の non-LTE 効果は非常に小さく、また CrB の場合、Eu II の 6645.11Å も non-LTE 効果は小さいという。やや高温の磁気特異星 <sup>2</sup>CVn の場合、6666.347Å 線の gf 値として -0.984 を採用すれば、Eu II の 6645.11Å も Eu III の 6666.347Å も non-LTE 効果により同じ値となるという。そこで、こうした奇妙な現象を説明するため Eu が大量に含まれている層があるのではないかと提案している。

#### 7.18 Gd

Gd II の線はどの星でも明瞭に見えている。磁場による効果は 0.38 ~ 1.66 dex あった。最終的な Gd 量は他の元素より大きく、太陽に比べ 2.74 ~ 4.32 dex 大であった。特に HR 7575 では 4.32 という大きな値を示している。図 15, 16 に等価幅、励起ポテンシャルに対

するガドリニウム量を示した。全般的に等価幅とともにガドリニウム量が増える傾向を示しているが (図 15(a))、磁場による肥大効果を引いてやると等価幅への依存性がなくなるか小さくなる (図 15(b))。また、励起ポテンシャルには大きな依存性が見られないが (図 16(a))、磁場の効果を引いてやると分散が小さくなる (図 16(b))。

#### 7.19 Tb

Tb III 線が CrB と HR 4816 に見えているが、混合が強く、結果は余り信頼できない。

#### 7.20 Dy, Ho および Er

Dy II 線はどの星でも弱い。6196.234Å ( $\chi=1.95\text{eV}$ , log gf = -1.287) が HR 4816、CrB、HR 7575 に見えるようだが、明確には測定できず上限しか抑えられなかった。その値はそれぞれ、2.7、2.7、3.4 であった。DREAM データベースにある Dy III 線はどの星にも検出できなかった。

DREAM データベースには Ho III 線が多数リストされているが、どの星にも検出できなかった。

DREAM データベースに記載されている Er III 線はどの星にも検出できなかった。

#### 7.21 Tm

2 ~ 3 本の Tm II 線が HR 4816、CrB、HR 7575 に見つかった。しかし、混合が大きく、太陽値より 3.60 ~ 4.13 dex 大という表 5・6 の結果は大きな誤差を含んでいる。

DREAM データベースに記載されている Tm III 線はどの星にも検出できなかった。

#### 7.22 Yb

Tb II 線はどの星でも弱い。結果は 2.92 dex 以上太陽より大きいとなったが、信頼できない。

#### 7.23 Lu

6199.593Å の Lu II 線が CrB と HR 7575 に検出されたが、近くにある Ce II 線の影響が大きい。

## 8 . 元素量の結果と考察

最終的な元素量を表 6 にまとめておいた。それを図示したのが図 17 である。O から Si までの軽元素は太

陽より欠乏気味で、Ca から鉄族の Ti までは太陽値、鉄族の Cr、Mn、Fe は過剰で、Ba は太陽値、希土類は 2 桁程度過剰というのが大雑把な分布である。

なお、詳細な議論を行うにはもう少し追究が必要であるから、本格的議論は次の機会に譲り、概略のみを記しておくことにする。

### 8.1 元素量の傾向

元素によって傾向が異なる。

Cr と鉄は励起ポテンシャル EP への依存が明らかで、磁場を考慮してもなおその傾向は消えない。高いポテンシャル線は大きな元素量を示す。解釈の一つは有効温度を疑うことであるが、それでも 1000 度以上も高くすることは色やフラックスの観測に抵触する。そこで、別の可能性として、励起ポテンシャルの高い線は深部で形成される傾向にあるから、深部では Cr、鉄量が多いと解釈することが考えられる。つまり、元素の層構造を想定することである。

78 Vir には特にそうした傾向が見えないことは磁場の強い特異星に固有の現象であることを印象づける。

希土類でもそうした傾向があるかも知れないが、励起ポテンシャルの範囲が狭く、明瞭な傾向は見えない。

なお、励起ポテンシャルへの依存性については Ryabchikova et al. (2004) が Cr II、Fe II の励起ポテンシャルへの依存性を議論している。

### 8.2 ゼーマン効果の影響と小規模乱流速度

ゼーマン効果によるスペクトル線の肥大化の影響を小規模乱流速度 *microturbulence* によって模倣することが一般に行なわれている。Landstreet (1999) は 4 KG 程度の 2km/s の小規模乱流速度を導入すれば模倣できるので、スペクトル線への磁場の効果は大きくないと言っている。

図 18 に小規模乱流速度で磁場の効果をどの程度模倣できるかを HR 4816 と 78 Vir について例示しておいた。

## 参考文献

泉浦秀行 2003、天文月報 96、291

加藤賢一 1994、大阪市立科学館研究報告誌 4、1

加藤賢一・西村昌能・定金晃三 2003a、

月刊うちゅう 5月号(大阪市立科学館)

加藤賢一・西村昌能・大西高司・定金晃三

2003b、岡山天体物理観測所ユーザーズミーティ

ング(国立天文台・岡山天体物理観測所)

西村昌能・加藤賢一・定金晃三 2003、天文月報

96、383

Babel, J. 1992a, A&A, 258, 449

Babel, J., & Lanz, T. 1992, A&A, 263, 232

Babel, J. 1994, A&A, 283, 189

Biemont, E., Palmeri, P., Quinet, P., Zhang Z.

G., & Svanger, S. 2002, ApJ, 567, 1276

Didelon, P. 1983, A&AS, 53, 119

Hoffleit, D., & Warren, W. H., Jr. 1991, Bright

Star Catalogue, 5th revised edition, available

in a machine-readable form (Greenbelt:

National Space Science Data Center)

Hubrig et al. 2000, ApJ, 539, 352

Grevesse, N., Noles, A., & Sauval A. J., 1996, in

Cosmic Abundances, ASP Conf. Ser. Vol. 99,

p.117

Griffin, R., & Griffin, R. 1979,

Kato, K., & Sadakane, K. 1999, PASJ, 51, 23

Kholopov, P. N., Samus, N. N., Frolov M. S.,

Goranskij V. P., Gorynya N. A., Karitskaya E.

A., Kazarovets E. V., Kireeva N. N.,

Kukarkina N. P., Kurochkin N. E.,

Medvedeva G. I., Pastukhova E. N., Perova N.

B., Rastorguev A. S., and Shugarov S. Yu.

1998, Combined General Catalogue of

Variable Stars, 4.1 Edition (Astronomical

Data Center, NAOJ)

Kochukhov, O., Bagnulo, S., Wade, G. A.,

Sangalli, L., Piskunov, N. . , Landstreet, J. D.,

Petit, P., & Sigut, T. A. A. 2004 A&Ap,

414, 613

Kurucz, R. L. 1993a, ATLAS9 Stellar

Atmosphere Programs and 2km/s Grid,

- Kurucz CD-ROM No.13 (Cambridge, MA: Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics)
- Kurucz, R. L. 1993b, SYNTHE Spectrum Synthesis Programs and Line Data, Kurucz CD-ROM No.18 (Cambridge, MA: Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics)
- Kurucz, R. L. 1996, in Model Atmospheres and Stellar Spectra, ASP conf. Ser. Vol. 108, p.160
- Kurucz, R. L., & Bell, B. 1995, Atomic Line List, Kurucz CD-ROM No.23 (Cambridge, MA: Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics)
- Landi Degl'Innocenti, E. 1975, A&Ap, 269, 276
- Landstreet, J. D. 1988, ApJ, 326, 967
- Landstreet, J. D. 1996, in Model Atmospheres and Stellar Spectra, ASP conf. Ser. Vol. 108, p.34
- Leone, F., & Catanzaro, G. 2001, A&A, 365, 118
- Mashonkina, L., & Gehren, T. 2000, A&A, 364, 249
- Mashonkina, L. I., Ryabtsev, a. N., & Ryabchikova, T. A. 2002, Astron. Let., 28, 41
- Mathys, G., & Lanz, T. 1992, A&A, 256, 169
- Ryabchikova, T., Nesvacil, N., Weiss, W. W., Kochukhov, O., & Stutz, Ch. 2004, A&A, 423, 705
- Ryabchikova, T., Piskunov, N., Kochukhov, O., Tsymbal, V., Mittermayer, P., & Weiss, W. W. 2002, A&A, 384, 545
- Ryabchikova, T., Piskunov, N., Savanov, I., Kupka, F., & Malanushenko, V. 1999, A&A, 343, 229
- Ryabchikova, T. A., Savanov, I. S., Hatzes, A. P., Weiss, W. W., & Handler, G. 2000, A&A, 357, 981
- Savanov, I. S., & Kochukhov, O. P. 1998, Atsron. Let., 24, 516
- Sokolov, N. A. 1998, A&Ap, 130, 215
- Stenflo, J. O. & Lindegren, L. 1997, A&A, 59, 367
- Takeda, Y. 1991, PASJ, 43, 823
- Takeda, Y. 1993, PASJ, 45, 453

表1. 加藤による特異星研究一覧

年	発表誌	タイトル
1993	大阪市立科学館研究報告誌 第3号	磁気特異星 HR 7575(HD 188041) 青色域スペクトルの吸収線同定
1993	大阪市立科学館研究報告誌 第3号	A型特異星 Cnc の可視域分光解析
1994	大阪市立科学館研究報告誌 第4号	ゼーマン効果を受けたスペクトル線の強度 - 低温磁変星への応用 -
1997	第3回天体スペクトル研究会集録	ゼーマン効果について
1997	大阪市立科学館研究報告誌 第7号	Mild A型金属線星 14 Del のスペクトル線解析
1999	Publications of the Astronomical Society of Japan 51, 23	Analysis of the Photospheric Lines of the Magnetic CP Star HR 7575
2001	エシェル時代の高分散分光観測(ぐんま天文台研究会集録)(2001)	ESO NTT EMMI で得られた高分散エシェルスペクトルによるコバルト特異星 HR 5049 の解析とその実際
2002	大阪市立科学館研究報告誌 第12号	磁気特異星 HR 6958 のスペクトル線解析
2003	Publications of the Astronomical Society of Japan 55, 1133	Abundance Analysis of the Silicon Star HR 6958
2004	Astronomy and Astrophysics 420, 681	Chemical composition of the magnetic B star HR 5049
2004	第9回天体スペクトル研究会集録	希土類元素と化学特異星

表2. 観測対象星一覧

星名	BS 番号	HD 番号	$m_v$	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
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3. 観測データ

星名	観測時 JD	露出時間(秒)	S/N 比	位相
53 Cam	2452745.968	1200	200	0.789
HR 4816	2452746.223	1500	160	---
78 Vir	2452745.196	1200	380	0.845
CrB	2452747.214	800	320	0.402
HR 7575	2452751.282	1500	140	0.995

表4. 大気パラメータ

星名	$T_{\text{eff}}$	$\log g$	[M/H]	$v_t$ (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
CrB	7450	3.74	1.0	0.0	5.5
HR 7575	8110	3.79	1.0	0.0	3.7

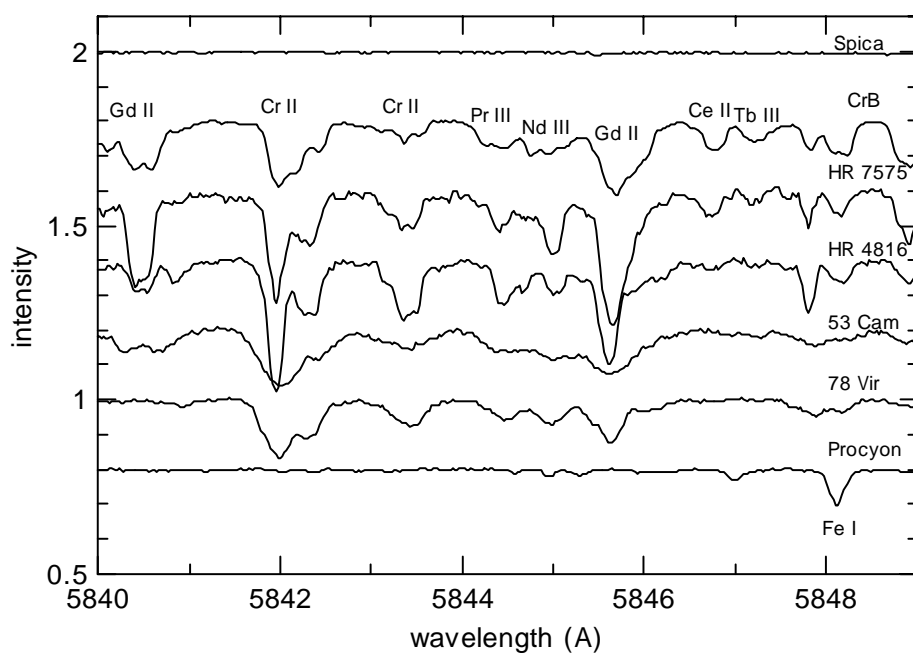


図1. 対象5星のスペクトルの一部。比較のためスピカとプロキオンのスペクトルを添えた

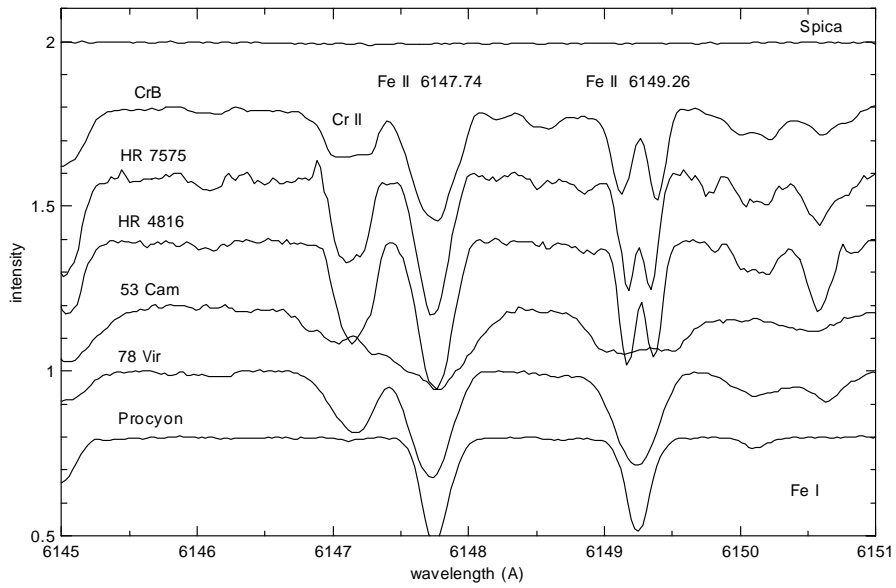


図2 . ゼーマン効果で分離した1階電離鉄の線(6149A)とゼーマン効果の小さい線(6147A)。両者は同じマルチプレットに属し、gf 値もほぼ等しい。しかし、有効ランデ因子が異なる。一番下は比較のためプロキオンのスペクトル

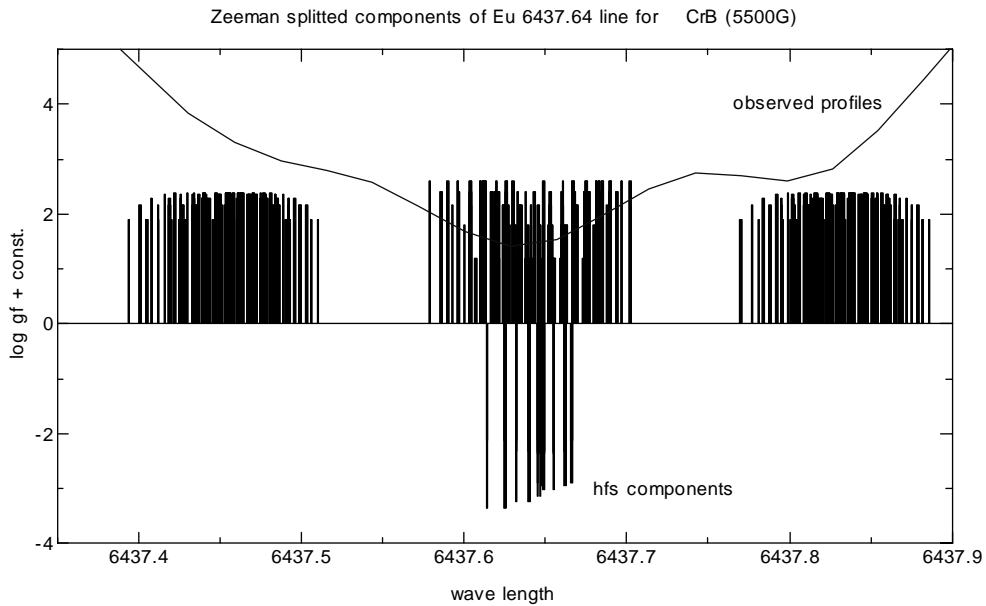


図3 . 超微細構造に磁場が交いた場合のゼーマン分岐例。Eu II 6437.64A 線の例( CrB、磁場強度 5500G)。図の下半分は超微細構造による32成分、上はそれが磁場でさらに30本ずつに分岐し、合計960成分となった様子を示す。観測された線輪郭を上上添えた。縦軸は相対強度

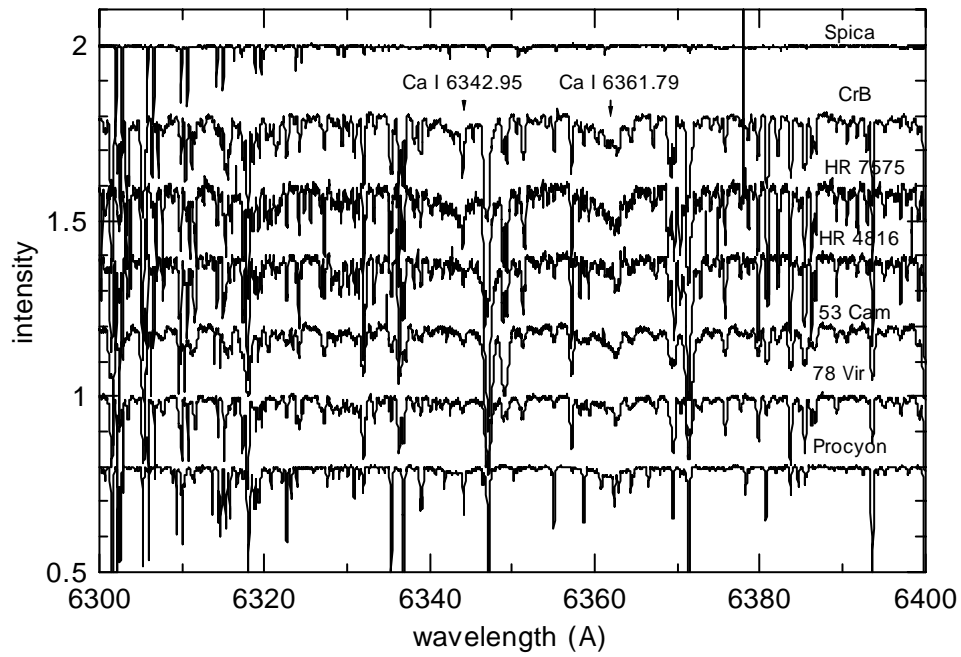


図4 . Ca I の autoionization

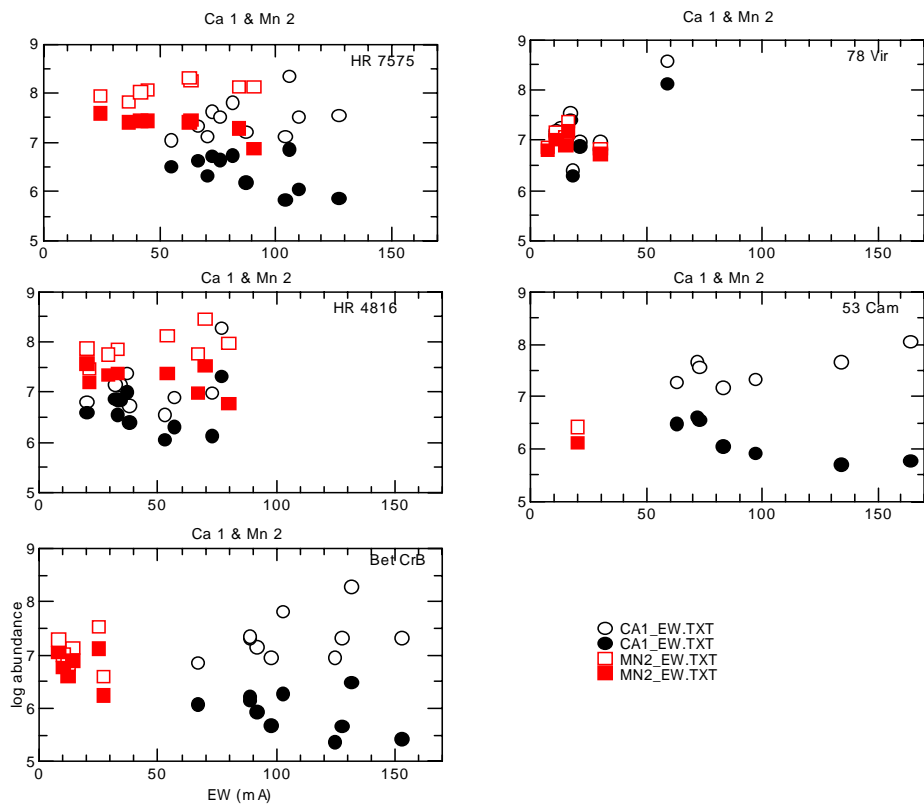


図5 . 元素量と線の等価幅の相関(Ca I および Mn II)。白丸( )と四角( )は見かけの元素量、黒丸( )と黒四角( )は磁場効果を補正した元素量



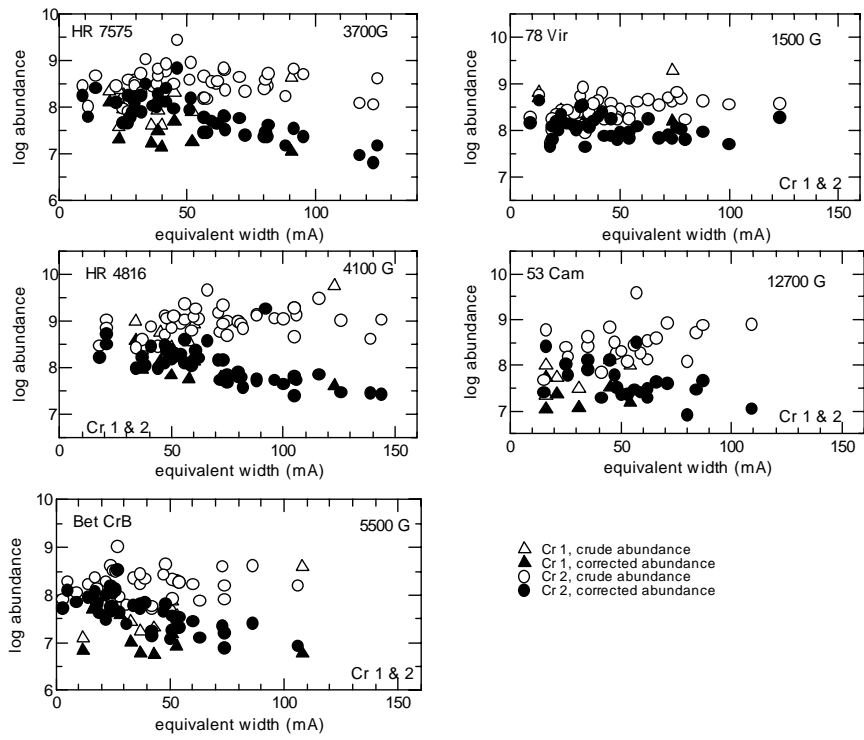


図6. 元素量と線の等価幅の相関(Cr I および Cr II)

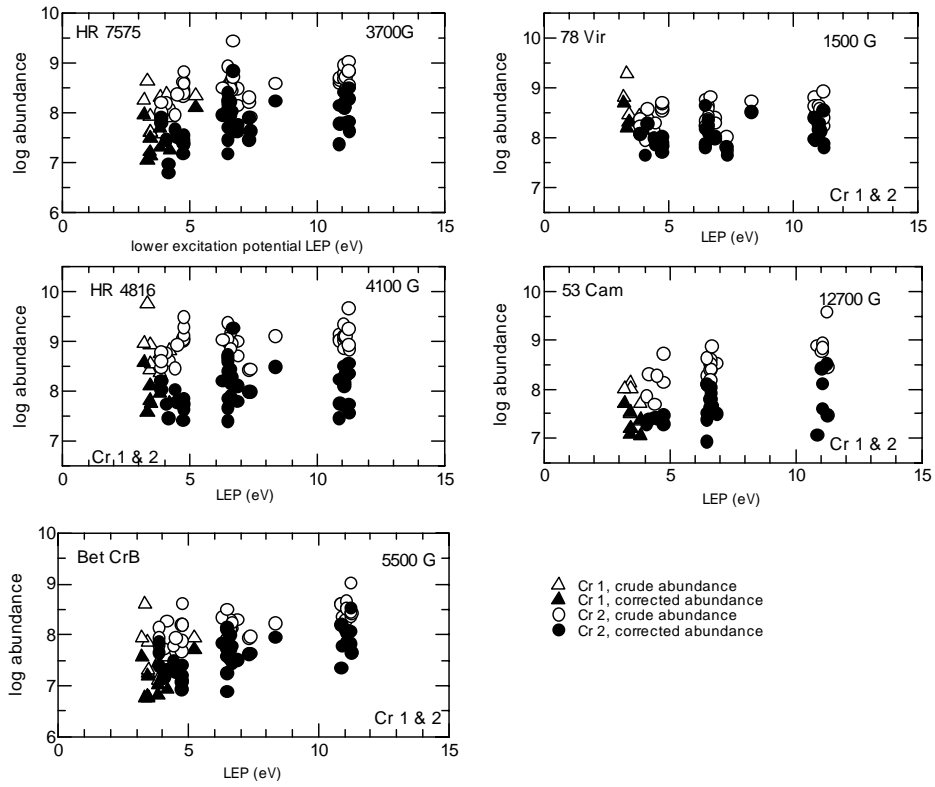


図7. Cr 量と線の励起ポテンシャルとの相関

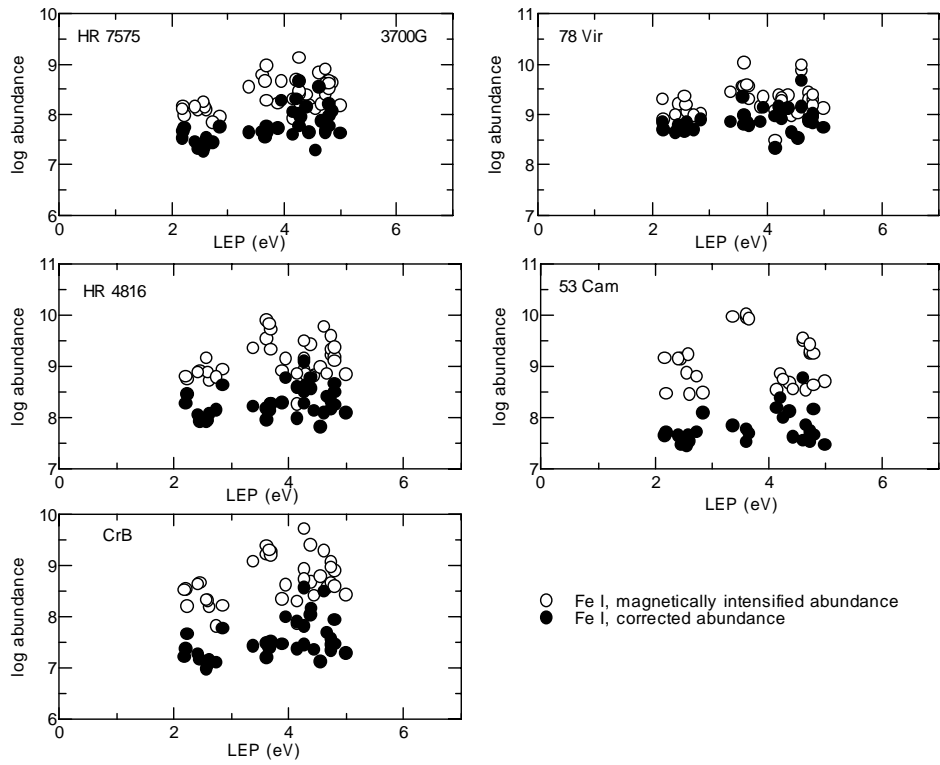


図8. 励起ポテンシャルに対する元素量(鉄, Fe I)

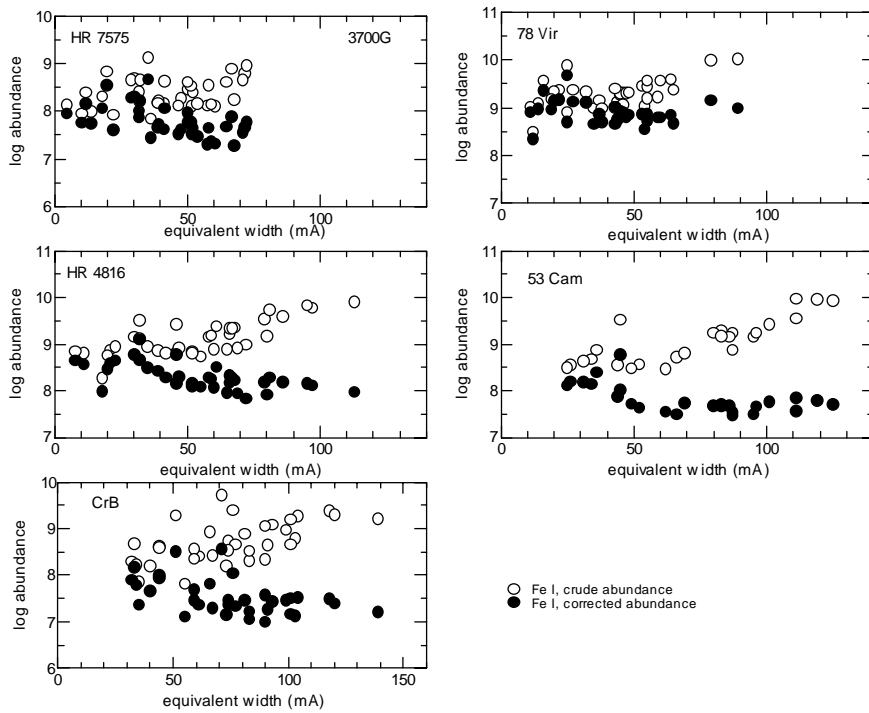


図9. 等価幅に対する元素量(鉄, Fe I)

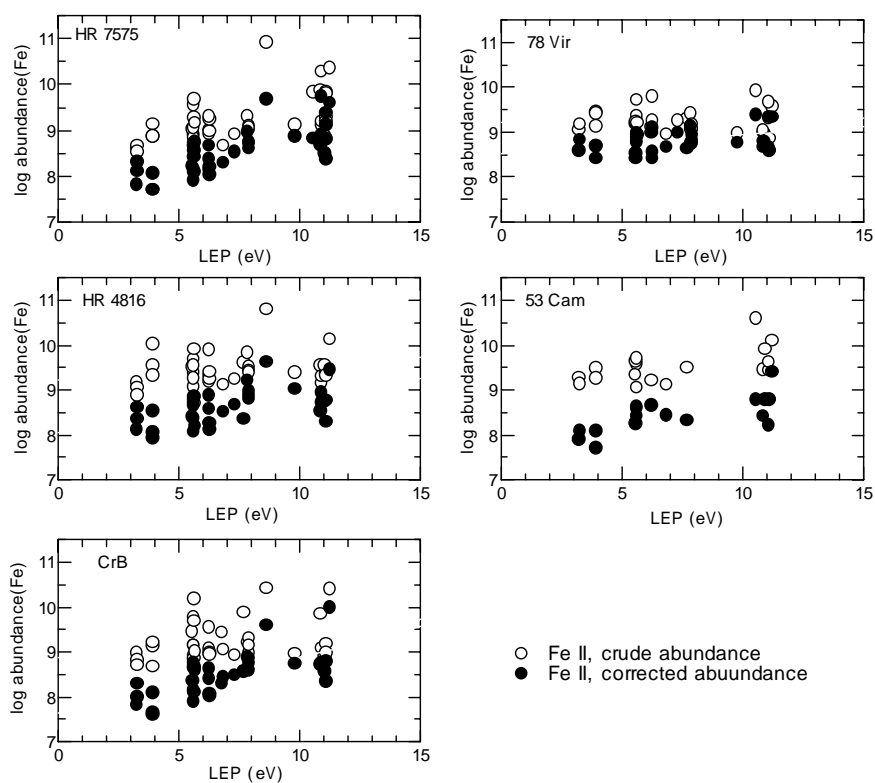


図 10. 励起ポテンシャルに対する元素量(鉄, Fe II)

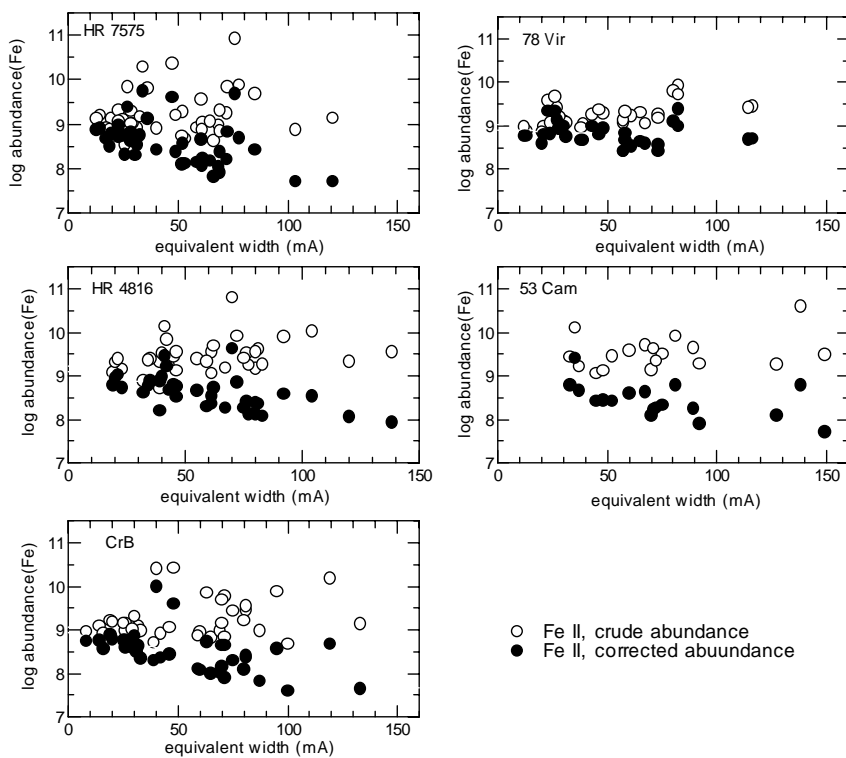


図 11. 等価幅に対する元素量(鉄, Fe II)

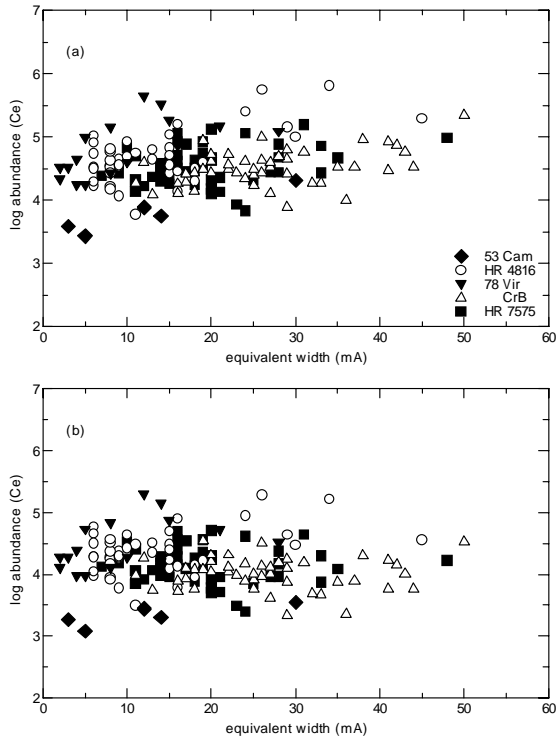


図 12. 等価幅に対する元素量(セリウム、Ce II)

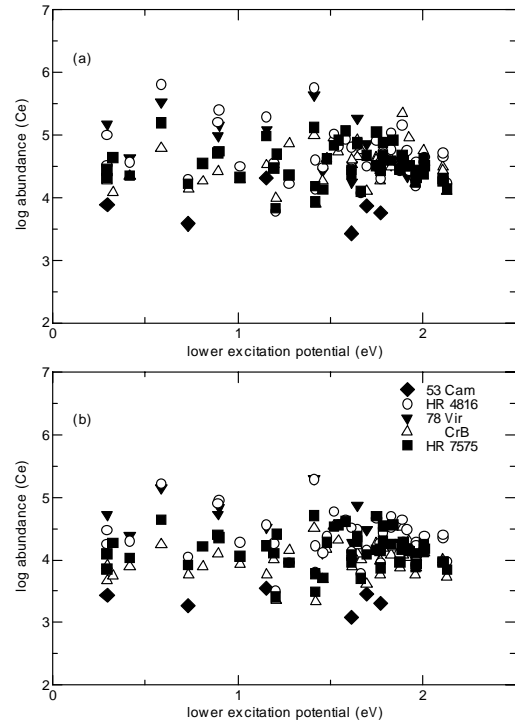


図 13. 励起ポテンシャルに対する元素量(セリウム、Ce II)

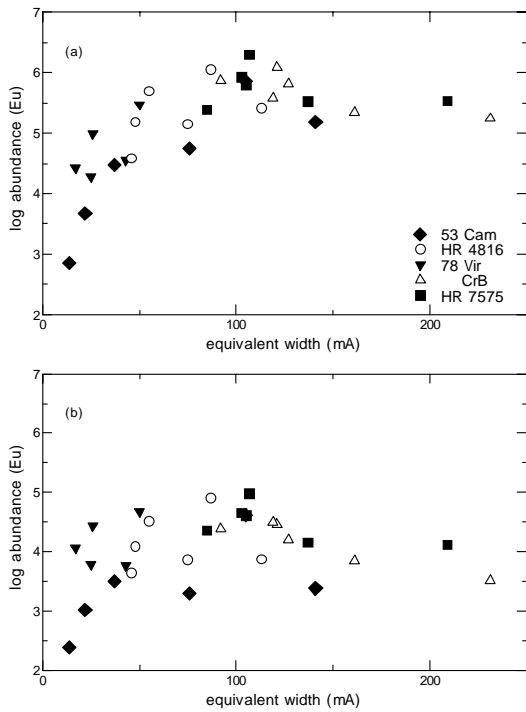


図 14. 等価幅に対する元素量(ユーロピウム、Eu II)

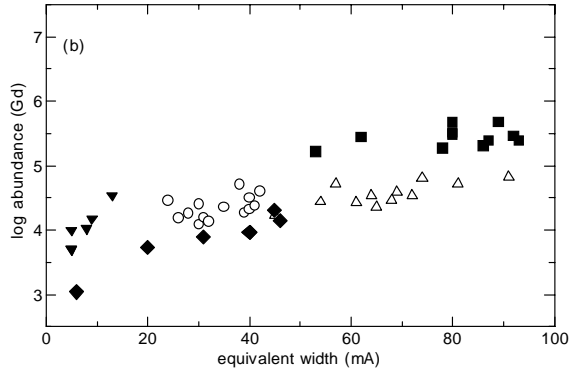
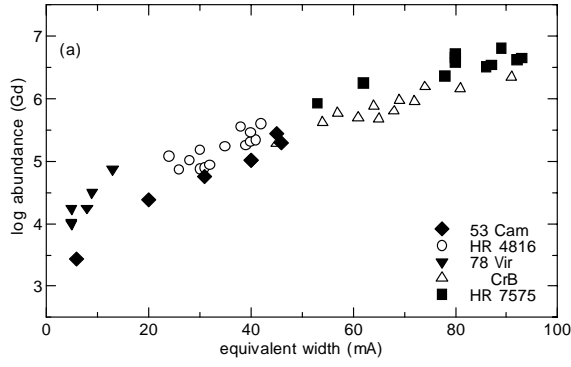


図 15. 等価幅に対する元素量(ガドリニウム, Gd II)

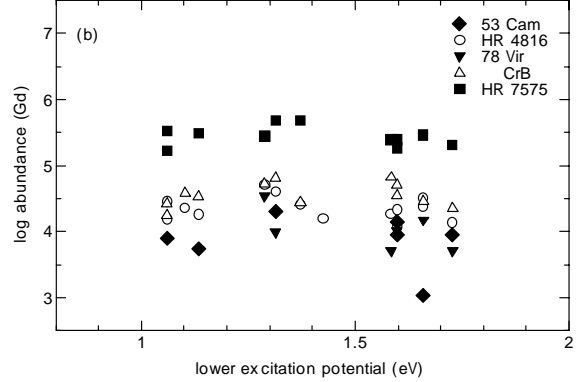
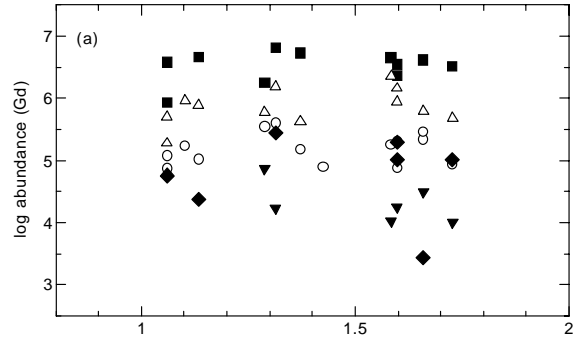


図 16. 励起ポテンシャルに対する元素量(ガドリニウム, Gd II)

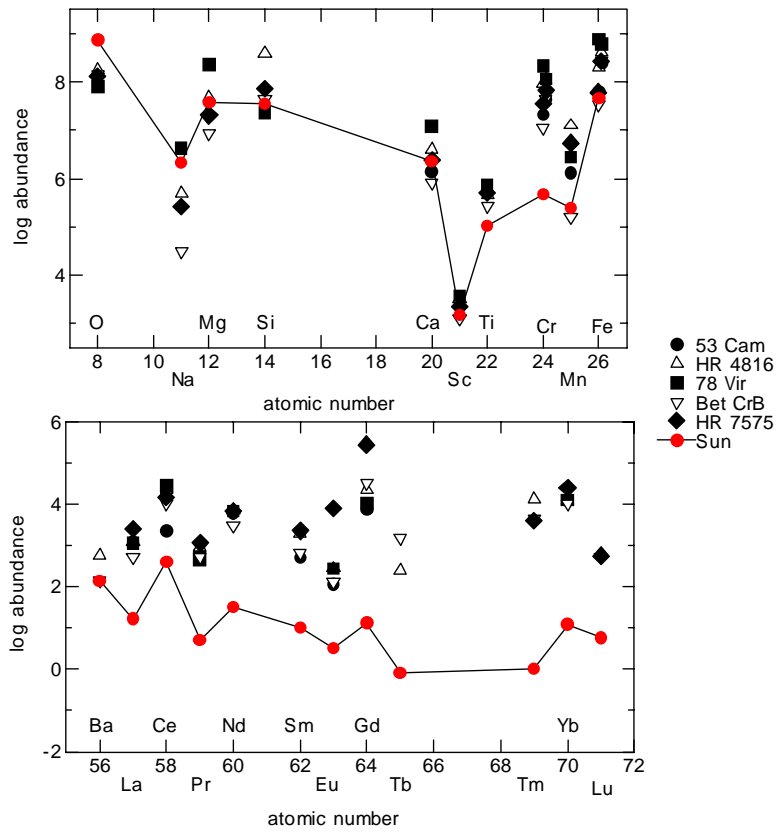


図 17. 5 低温化学特異星の元素量

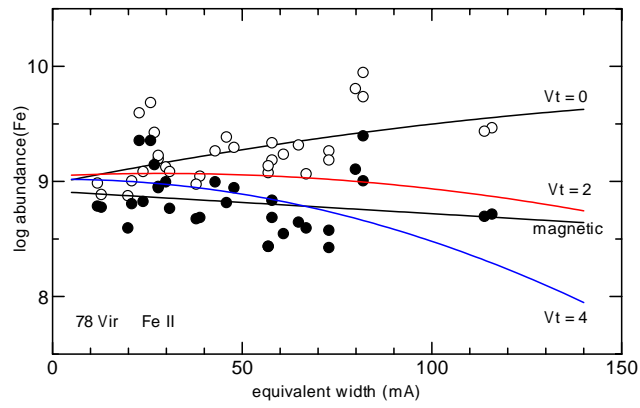
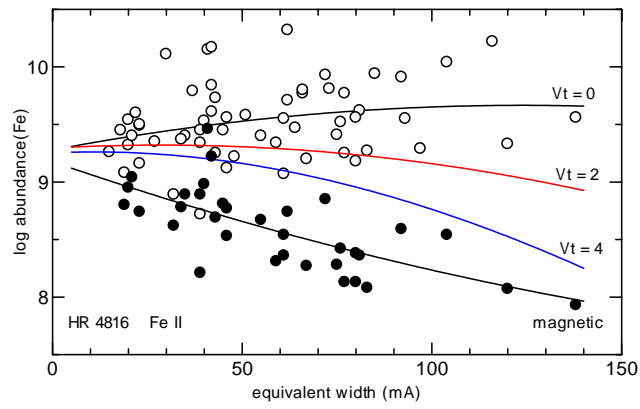


図 18 . 小規模乱流速度と磁場の効果