

磁変星「HR 5049」の分光解析

京都府立向陽高等学校 西村昌能
大阪教育大学 定金晃三

1) はじめに

HR 5049 (HD 116458) は、南天のはえ座にある 5.66 等星である。スペクトル型は、A0p-SiEuCr (Renson et al 1991) と分類されている。また、強い磁場を持つ高温星と知られ、磁場の強さの観測がいくつかある。例えば Mathys ら (1991) は左右の円偏光成分から -2 k Gauss と観測し、その変動はすくなくとも 1000 日間は安定であるとしている。また、同じく Mathys (1990) はこの星にゼーマン効果による吸収線の成分分離を発見し、そのゼーマン分離の大きさの測定から 5 k Gauss の磁場を持つとしている。

コバルトの強い吸収線の存在が Dworetzky ら (1980) による分光観測から知られている。彼らによると、Co I・II のほかに、Fe II、Cr II、Ti II 等の吸収線も強く、一方、Ni II、Sc II、V II、Zr II、希土類元素の吸収線はみられないらしい。彼らは、成長曲線法によって、鉄との比較でコバルトの存在量比が太陽の 1000 倍程度であることを見いだした。その後、Pr III の吸収線が観測されている。(Mathys, Cowley 1992) しかし、現在に至るまで、詳しい化学組成の決定がまだなされていない。

この星は、Cp 星としては珍しく、長周期連星と知られる。視線速度の変化から周期は 126.18 日と知られる (Dworetzky 1982)。伴星のスペクトルは見られず SB 1 と分類されている。また、ストロムグレンシステムでの測光観測が ESO で続けられていてその測光変化周期は 147.9 日 ± 0.6 日であることが判った。さらに、磁場の変化も測光の変光周期と同様であることも判っている。(Hensberge 1993)。

HR 5049 はコバルトが強い恒星であることで知られている。この恒星の様にコバルトの多い恒星に HR 1094 がある (Sadakane 1992)。そこで、我々は今回、次の目的でこの恒星の分光解析を実施した。まず、HR 5049 の化学組成比の決定、そして、HR 1094 との比較である。

2) 観測

HR 5049 の ccd スペクトルは、ESO La Silla の 3.6 m 反射望遠鏡に取り付けられた CASPEC 分光器を使用して、Dr. G. Mathys によって得られた。これらはもともと、彼のマグネティック Ap 星の磁場研究のために撮影されたものである。このスペクトルの分解能は約 1.6×10^4 であり、S/N 比は 100 ~ 200 である。波長域は 5700 Å から 6700 Å までの赤い波長域である。これらのスペクトルは磁場の強さの測定のため、右円偏光と左円偏光の 2 セットが 5 セット分得られている。

吸収線の候補者の洗い出しは ATMLINE データベース (Horaguti, Hirata 1991) に登録されている原子線群から表面温度が B9 程度の主系列星の簡単なモデル大気を構築して太陽と同じ化学組成比であると仮定して、候補の吸収線の強さ (等価幅) を計算し、且つ、その吸収線を汚染する近隣の吸収線の寄与の度合いを調べた。また、この波長域は水蒸気や酸素分子が多く、それら地球大気の吸収線の寄与は Moore らの太陽スペクトル線の表を利用して推定した。予備的な解析で求めた HR 5049 の金属量から再び汚染されている吸収線を洗い直した。(Cr や Fe の存在量比が太陽に比べ大きいいため) 各吸収線が等価幅の 10% 以上汚染 (ブレンド) されていたら、不採用とした。

コンティニュームの高さは吸収線の少ないところを結んだ。また、ラインの形 (ガウス形) からコンティニュームの位置を確かめた。

ラインの波長と等価幅の測定は「虹星」ソフト (Hasui, 1992) を利用した。このソフトは P C 9 8 上で動く、i r a f 様のものである。等価幅の測定では、吸収線の輪郭がガウス近似であるとして測定した。

測定後、左右の円偏光成分は単純平均し、また、それを5セットでさらに平均した。ただし、 γ Gem 端 10 Å 以内にある吸収線はコンティニュームの位置に不確かさが残るので採用しなかった。結果として次の汚染されていないと信じられる吸収線が見つげられた。() 内は吸収線の本数。

表1 HR 5 0 4 9 で観測されたイオン

ナトリウム I	(1)
珪素 II	(4)
塩素 I	(9)
クロム I	(1)
クロム II	(2 3)
鉄 I	(4)
鉄 II	(2 4)
コバルト I	(5)
コバルト II	(3)

図1は、HR 5 0 4 9 と γ Gem のコバルト II の吸収線が存在する波長域のスペクトルである。 γ Gem にたくさん見える鋭い吸収線は地球大気の水蒸気起源である。 γ Gem のスペクトルの HR 5 0 4 9 でコバルトと同定した吸収線の位置には、候補の吸収線は見えない。

HR 5 0 4 9 では、P r III 以外の希土類や他の重元素例えば H g や P t の吸収線は見つからなかった。希土類が見られないことは Dworetzky ら (1980) の報告と一致する。H g は青波長域の H g II を調べないといけないと思う。

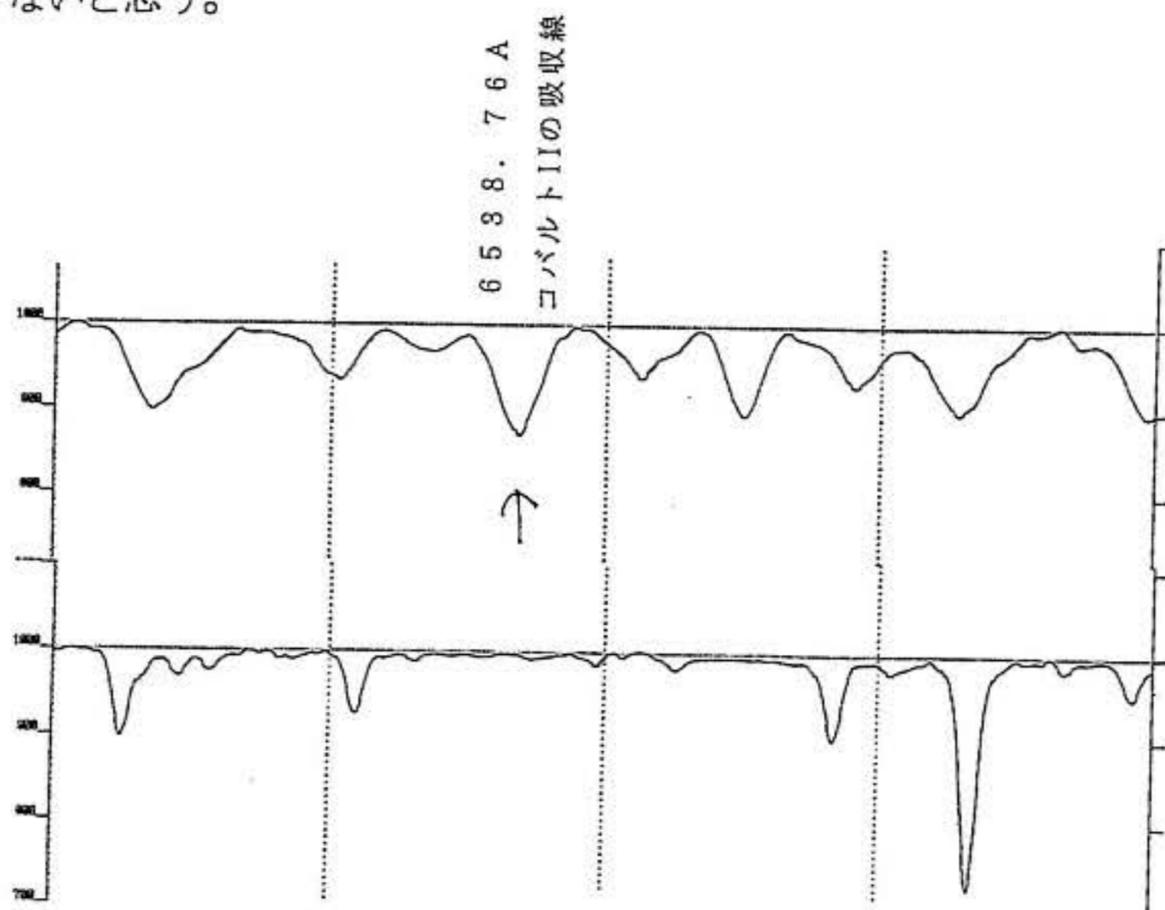


図1 コバルト II の吸収線 6 5 3 8 . 7 6 Å

上は H R 5 0 4 9 、 下は γ G e m 、 同 じ 波 長 域 である。

3) 大気パラメーター

有効温度 (T_e) と表面重力加速度 ($\log g$) はそれぞれ、
11000 K, 4.0 として、次の測光観測値による。

表2 大気パラメーターの決定

GENEVAシステム から U-B1=0.427 North, Nicoletの B1-B2=-0.652 式 1994 B2-V1=-0.198 マリティーは太陽値の10倍 V1-G=-0.446	→	10870 K, 4.0
uvby- β インデックスから $\beta = 2.804$ C1 = 0.853 Lester et alの式 (マルは太陽の10倍) 1986 Smally, Dworetsky 1994 (マルは太陽値) β インデックスのみ Moon, Dworetsky 1985 (マルは太陽値)	→	11000 K, 4.0
	→	11500 K, 4.0
	→	11300 K, 3.7
H α のラインプロフィール	→	10750 K, 3.5

H α プロフィールは、図2を参照のこと。

H alpha profile of HR5049

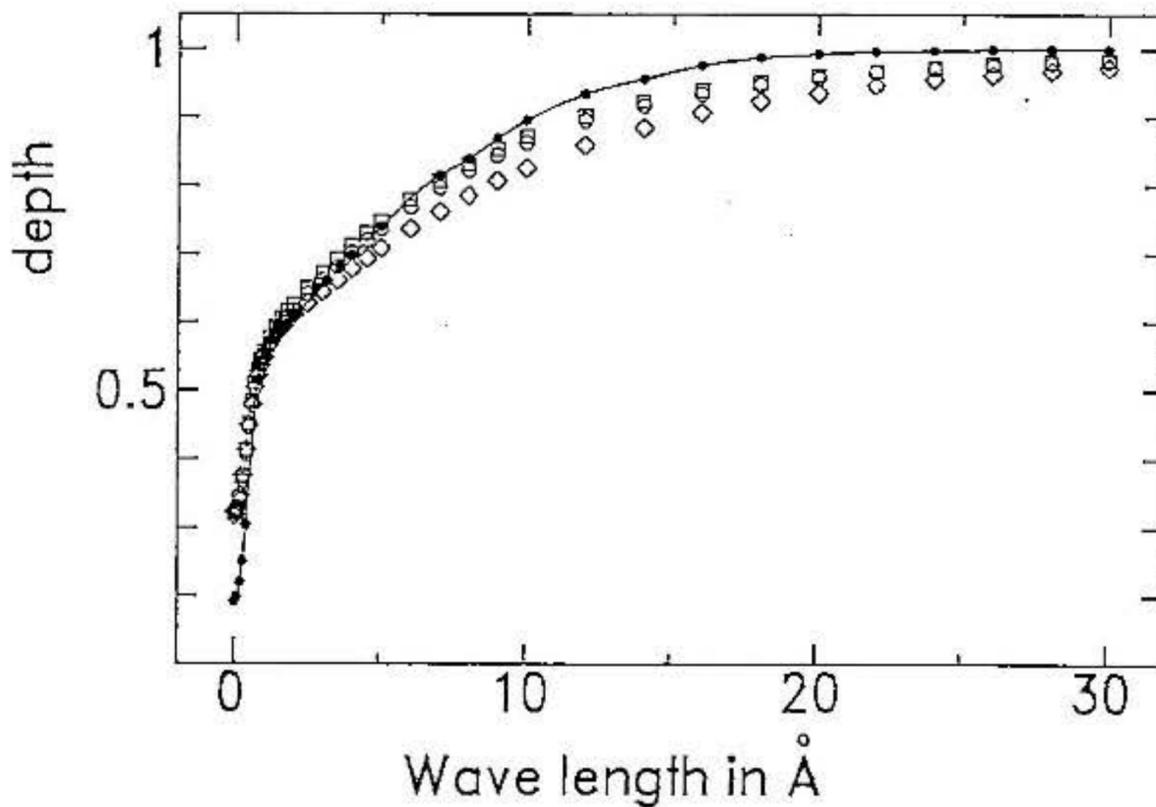


図2 H α プロフィール

- - - 観測値
- (10750 K, 3.5)
- (11000 K, 3.5)
- ◇ (11000 K, 4.0) の各ATLAS9モデル $\xi = 2.0 \text{ km/s}$

表2ではほぼ、表面温度と表面重力加速度は同程度の範囲におちついてはいるが、GENEVAシステムと $uvby-\beta$ インデックスで、モデル大気のエッセ量が太陽値の10倍の変換式で得られた大気パラメータを採用した。(太枠で括弧してある。) 表面重力加速度は水素のラインプロフィールから得られるものがより、正確であるとされる。しかし、現在、Kuruczのモデルでは、金属量が太陽値の10倍以上のものが、出版されていない。我々はそのため、太陽値のモデルを採用したが、このため、 $H\alpha$ プロフィールで求めた大気パラメータは不確定さを伴うと判断した。

また、もう一つの大気パラメータのマイクロ乱流速度は次項に譲る。

4) 解析手順

モデル大気はATLAS9 (Kurucz 1993) で構築した。各吸収線の線解析はWIDTH9 (Kurucz 1993) で行った。使用した大気パラメータは前項で述べたものである。 $\log g f$ (線の遷移確率) は最新のものを利用した (ATMLINEコンパイル、Kuruczコンパイル、NBSコンパイル)。線減衰係数はWIDTH9のデフォルトモードを採用した。計算は大阪市立科学館のWSを使用して行った。

マイクロ乱流速度は、等価幅によらず、元素量が一定となるような値を採用した。Fe II とCr II から 2.0 km/s と決定した (図3 a、b)。一般に磁場の強い大気中では、大気乱流速度は 0 km/s といわれているが、磁場による吸収線の見かけ上の広がりが生じるらしい。経験的に、 km/s を単位として表した磁場による見かけのマイクロ乱流速度と kGauss 単位で表した磁場の強さはほぼ等しくなることが知られている。我々が今回求めたマイクロ乱流速度の大きさは Mathys らの求めた磁場の大きさと整合する。

図 3 a

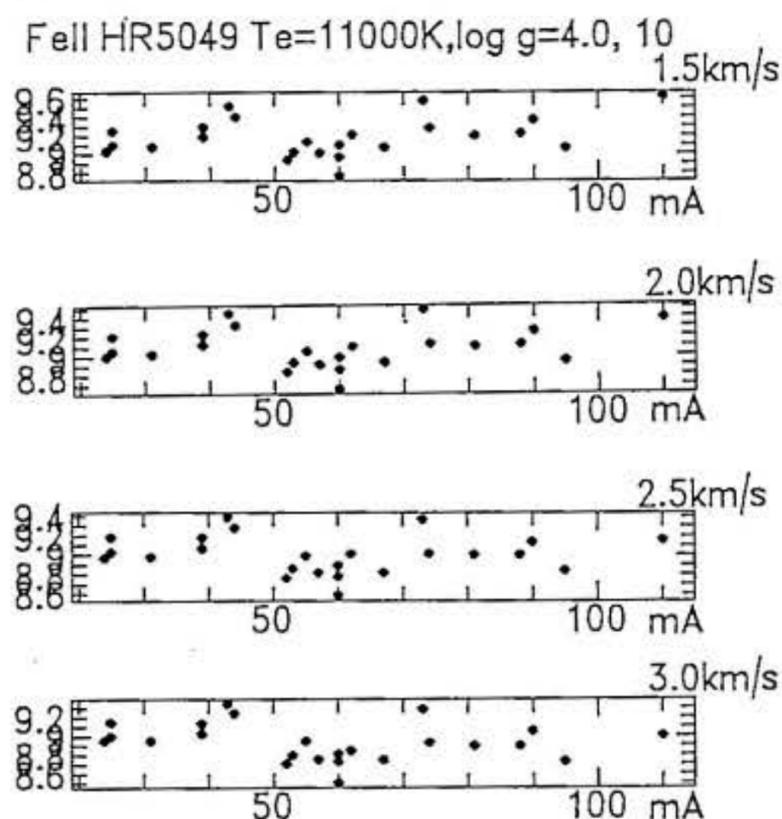


図 3 b

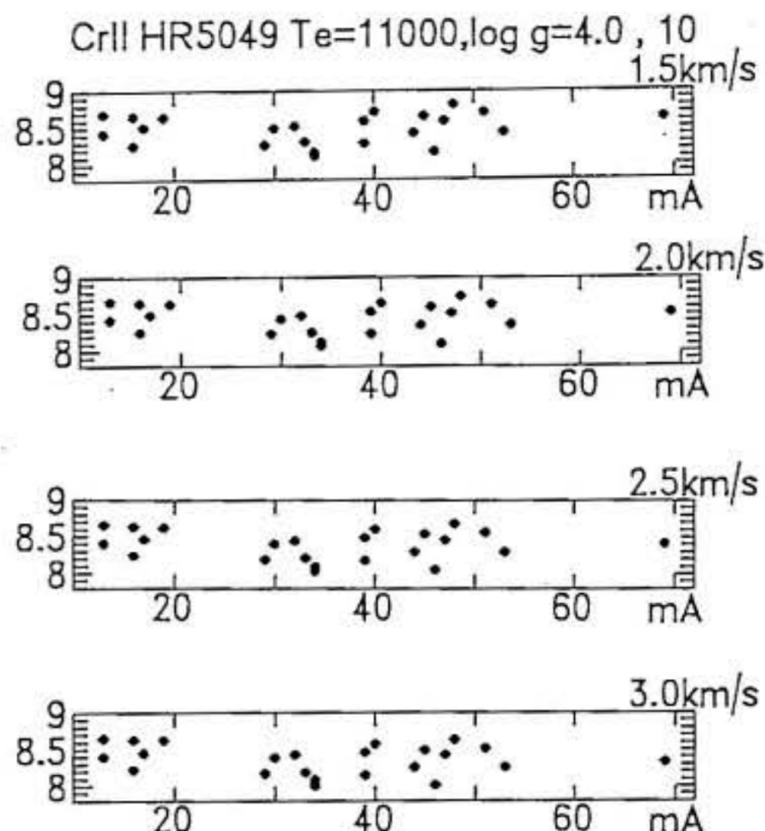


図 3 ミクロ乱流速度

3 a は Fe II、3 b は Cr II

5) 結果と議論

解析の結果は表1及び図3に示す通りである。図3は、太陽の元素量（水素元素の存在量を対数で12とした。Anders、Grevesse 1989、ただし、Feは $\log \epsilon = 7.50$ とした。）とHR5049の元素組成比の差である。なお、図4にはHR1094の値も併せて描いてある。

表3 HR5049の化学組成比（対数值：水素の存在量を12.00とする。）

イオン	モデルの変化 化学組成比	-0.5km/s/+0.5km/s/solar/wid6 /logg-0.5/Te-500/ both						
		変化量						
Na I (1)	8.20	+0.09	-0.11	+0.01	+0.03	+0.08	-0.26	-0.15
Si II (4)	8.86	+0.04	-0.04	+0.20	+0.11	-0.14	+0.17	+0.03
Cl I (9)	8.82 ± 0.40 :	0.00	-0.01	0.00	+0.03	+0.06	-0.13	-0.06
Cr I (1)	8.09	+0.01	0.00	-0.12	+0.01	+0.18	-0.26	-0.10
Cr II (23)	8.43 ± 0.20	+0.05	-0.04	+0.03	+0.06	-0.11	+0.02	-0.09
Fe I (4)	9.31	+0.02	-0.01	-0.10	+0.01	+0.14	-0.24	-0.11
Fe II (24)	9.09 ± 0.20	+0.09	-0.09	+0.11	+0.02	-0.12	+0.03	-0.09
Co I (4)	8.84	+0.02	-0.02	-0.10	+0.01	+0.12	-0.23	-0.10
Co II (3)	8.92	+0.06	-0.05	+0.15	+0.19	-0.14	+0.13	-0.01

表3に、解析における誤差の見積もりをあげておく。表3の第一列は元素とイオン、第二列は吸収線の本数、第三列は化学組成比（対数值：水素の存在量を12.00とする。）、第四列はrms値：の記号は不正確さを持つものを示す。第五列・第六列は、マイクロ乱流速度をそれぞれ、0.5 km/s増減させたとき、第七列はモデル大気のも金属量を太陽と同じにしたとき、第八列はモデル大気をWIDTH6で(ATLAS6 Kurucs 1979)で計算したとき、第九列はモデル大気のも重力加速度を0.5 dex小さくしたとき、第十列は同じく表面温度を500 K低くしたとき、第十一列は表面重力加速度を-0.5 dex、表面温度を500 K下げたとき、それぞれどのように化学組成比が変化したかをみつものものである。

表3からは、マイクロ乱流速度は高々0.1 dexまでの変化がみられる。モデル大気のも決定時の不確実さでは、金属量が少ないモデル（太陽値）では、中性原子で、-0.1 dex程度、一回電離原子では+0.1 dex程度の変化がある。古いモデル大気では、全体に大きな値を示す。表面重力加速度を-0.5 dex小さくすると、中性原子で+0.1程度、一回電離原子で-0.1程度の変化をみせる。表面温度を500 K下げると中性原子で-0.2程度変化するが、Cr IIやFe IIはあまり変化せず、他の一回電離原子は、+0.1~+0.2程度の大きく見積もることになる。両方見込んだ場合は化学組成比が小さくなるセンスである。

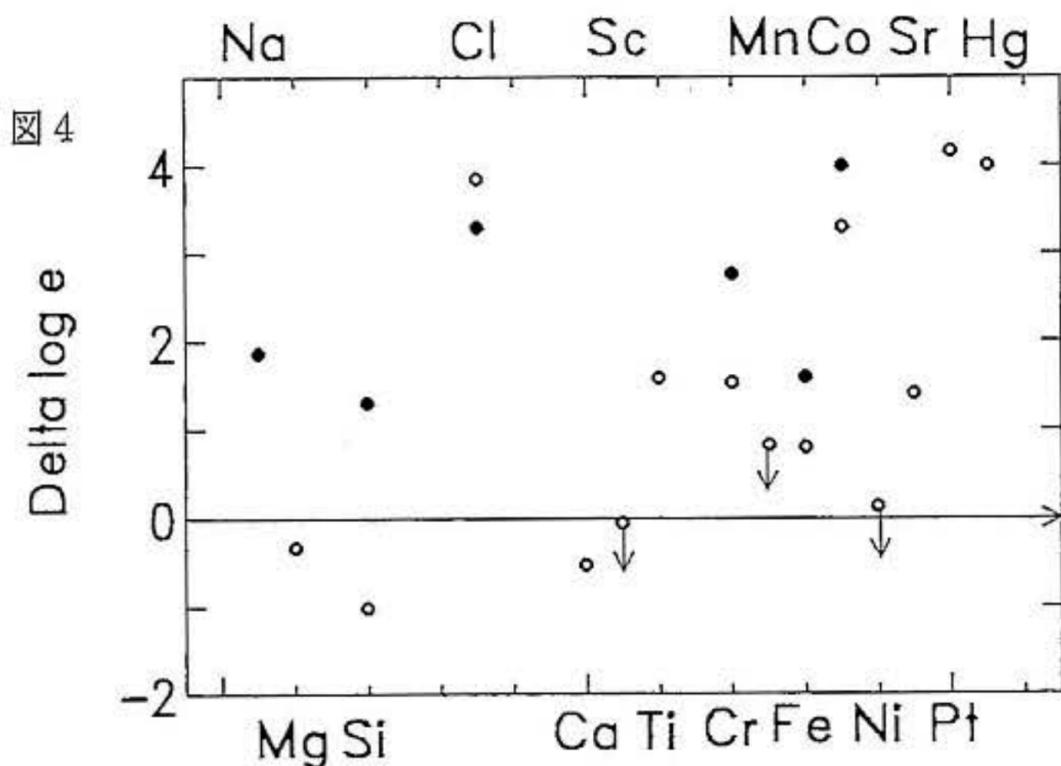


図4 HR5049とHR1094の化学組成比の太陽値との比較

● HR5049

○ HR1094

縦軸は各恒星の化学組成比（対数）と太陽の化学組成比（対数）の比
横軸は元素

次に、フェーズによる金属量の違いについて調べてみた。結果は、次の表の通りである。

表3 フェーズの違いによる化学組成比の変化

	フェーズA	B
フェーズ	~0.2	~0.85
磁場の強さ	-1500 Gauss	-2200 Gauss
乱流速度	2.0km/s	2.5km/s
	$\log \epsilon A - \log \epsilon B$	
SiII	+0.02	
Cl I	-0.07	
Cr I	--	
CrII	-0.04	
Fe I	-0.02	
FeII	0.00	
Co I	-0.15	
CoII	-0.15	

各フェーズでは、ほとんどのイオンで元素量の変化は観測されない。Coのみ、変化量が大きいのに見えるが、誤差の範囲だといえよう。

図5

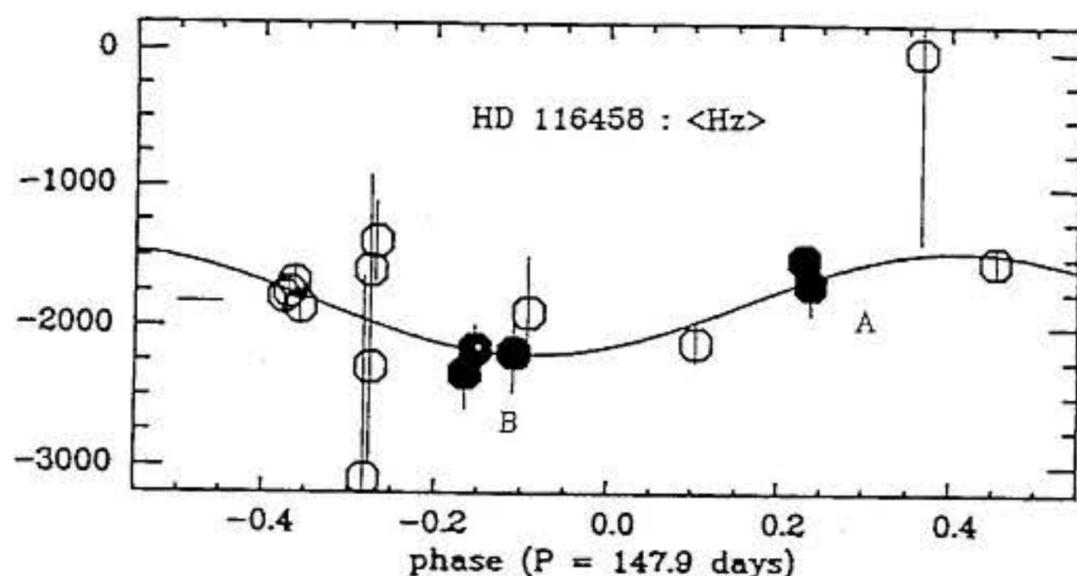


Figure 8: Longitudinal magnetic field data from Albrecht et al. (1977) and Mathys (1991) (resp. open and filled symbols) according to the photometric ephemeris.

図5 HR5049の磁場変化の周期

Hensberge 1993 より引用

HR5049の化学組成比を見ると(図4)、観測されたすべての元素が太陽の値に比較して、1 dex以上大きい。特に、Feが1.5 dex以上大きいのは、特筆すべきである。最近Cowley(1993)はFeが9.0 dexある恒星の存在を指摘したが、HR5049も、このカテゴリーに入ると思われる。なお、HR5049のスペクトルには、同定できない非常にたくさんの吸収線が見られる。これらの吸収線の同定も、原子物理学に寄与するかも知れない。

HR1094と化学組成比の比較をすれば、Cr、Fe、Coの存在比の傾向は一致している。不確かさを持つClもよい一致を示す。しかし、Siは太陽値に較べ、HR1094がアンダーアバundantに対し、HR5049はオーバーアバundantである。他の元素、特に、Pt、Hg等の元素は、今回の波長域では、観測にかかる原子線がない。HR1094との詳しい比較は、Sadakane(1992)の解析の時と同じ波長域での解析をHR5049でも実施する必要がある。

さて、HR 5049のこのような化学組成比の特徴の原因はどこにあるのだろうか。この恒星は周期が126.18日の連星系である。この事は、磁場を持つ高温星（マグネチックAp星）では非常に珍しいことである。また、磁場や測光変化の周期が149.6日であるが、このような長周期の変光も珍しいことであるらしい。HR 5049の視線方向の自転速度（ $v \sin i$ ）は30 km/s以下である。実際は、ゼーマン分離も見られるので、もっと小さい値と見てよい。この恒星と同じ大気パラメーターをもつ恒星の自転速度は統計的には、140 km/s以上であるので、この恒星は我々からポールオンで見られている可能性が高い。そして、磁場の変化量の小ささと周期の長さから、自転軸と磁極軸がそれほどずれてはいず、金属が濃集している磁極を我々に見せているのかも知れない。

また、この連星系のヒストリーの問題がある可能性も否定できない。

いずれにしても、HR 5049については、興味が尽きない。今後の更なる研究が望まれる。

6) 謝辞

この研究にあたって、快く、ご自身が撮影されたスペクトルを提供していただいたG. Mathys氏に感謝を申し上げます。また、計算やデータリダクションに協力をいただいた大阪市立科学館の加藤賢一氏と渡部義哉氏に深く感謝を申し上げます。

この研究は1995年度日本天文学会内地留学奨学金で行われた。記して日本天文学会に感謝する。