

ON THE IDENTIFICATION OF FeH AND CeO IN S STARS

Robin E. S. Clegg and David L. Lambert

McDonald Observatory and Department of Astronomy, University of Texas, Austin

Received 1978 April 13; accepted 1978 June 22

ABSTRACT

Observations of stellar spectra at a resolution of 0.2 \AA support the identification of FeH and CeO in S stars by resolving the rotational structure of the bands.

FeH lines are also identified in **61 Cyg B (K5 V)**, **α Tau (K5 III)**, and in two M giants.

CeO is present in the pure **S star R Gem** and in **R And**, an S star with TiO.

The possibility of measuring Fe and Ce isotope ratios is discussed.

分解能 0.2 \AA での星のスペクトルの観察は、バンドの回転構造を解明することにより、S 星の FeH と CeO の同定を裏付けます。

FeH 系統は、**61 Cyg B (K5 V)**、 **α Tau (K5 III)**、および 2 つの M 型巨星でも確認されています。

CeO は純粋な **S 型星 R Gem** と TiO を含む **S 型星 R And** に存在します。

Fe および Ce 同位体比を測定する可能性について議論します。

Subject headings: line identifications — molecular processes — stars: S-type

I. INTRODUCTION

A number of molecular band heads continue to resist identification in the spectra of cool stars.

In particular, the visible and near-infrared spectra of S stars contain a rich assortment of unidentified features.

Wyckoff and Clegg (1978) provide a catalog of the band heads and a discussion of chemical equilibrium for conditions appropriate to S stars.

Two molecules—FeH and CeO—were recently identified in stellar spectra.

Nordh, Lindgren, and Wing (1977) proposed that FeH was the carrier of the **Wing-Ford (1969) band at 9910 \AA** which was first detected in M dwarfs and later in S stars (Wing 1972).

Their identification of FeH was based upon the correspondence between a spectrophotometric scan of **R Cyg** near 9910 \AA at a resolution of 12 \AA and a smoothed laboratory spectrum of FeH.

Wing, Cohen, and Brault (1977) obtained low-resolution (4 \AA) image-tube spectra of S stars and late-M dwarfs.

They point out that the 9910 \AA band has a similar structure in all stars.

The match to the smoothed laboratory spectrum of FeH is very slightly improved at their resolution.

A key piece of additional evidence is their identification of individual FeH lines from both the **9910 \AA and 8691 \AA bands** in a high-resolution sunspot spectrum.

These lines are predicted to strengthen in M dwarfs and can be expected to account for the observed 9910 \AA band.

多くの分子バンドヘッドは、低温度星のスペクトルの同定にあがらい続けています。

特に、S 型星の可視スペクトルと近赤外線スペクトルには、未同定の特徴がたくさん含まれています。

Wyckoff と Clegg (1978) は、バンドヘッドのカタログと、S 型星に適した条件の化学平衡についての議論を行っています。

最近、2 つの分子、FeH と CeO が星のスペクトルで確認されました。

Nordh, Lindgren, および Wing(1977) は、FeH が 9910 Å の Wing-Ford(1969) バンドのキャリアであると提案しました。このバンドは最初に M 型矮星で検出され、後に S 型星で検出されました (Wing 1972)。

彼らの FeH の同定は、解像度 12Å で 9910Å 付近の R Cyg の分光測光スキャンと平滑化された FeH の実験室スペクトルとの対応に基づいていました。

ウィング、コーエン、ブラウント (1977) は、S 型星と後期 M 型矮星の低解像度 (4 Å) イメージ チューブ スペクトルを取得しました。

彼らは、9910 Å バンドがすべての星で同様の構造をしていることを指摘しています。

FeH の平滑化された実験室スペクトルとの一致は、分解能において非常にわずかに改善されています。

さらなる証拠の重要な部分は、高解像度の黒点スペクトルにおける 9910Å と 8691Å の両方のバンドからの個々の FeH 線の同定です。

これらの線は M 型矮星で強くなると予想されており、観測された 9910 Å バンドを説明することが期待できます。

A tentative identification of CeO in the spectrum of R Cyg and two other pure S stars was proposed by Wyckoff and Wehinger (1977).

Fifteen stellar band heads matched laboratory wavelengths with an rms error of 0.3 Å.

The CeO identification in S stars showing strong LaO bands is supported by molecular equilibrium calculations(Wyckoff and Clegg 1978).

R Cyg と他の 2 つの純粋な S 型星のスペクトルにおける CeO の暫定的な同定は、Wyckoff と Wehinger (1977) によって提案されました。

15 個の恒星バンド ヘッドは、rms 誤差 0.3 Å で実験室の波長と一致しました。

強い LaO バンドを示す S 型星における CeO の同定は、分子平衡計算によって裏付けられています (Wyckoff and Clegg 1978)。

In this paper, high-resolution spectra of cool stars are described in which the rotational lines of the FeH 9910 Å and the CeO 7236 and 7275 Å bands are resolved.

The spectra provide additional evidence to support the FeH identification and fully confirm the tentative identification of CeO.

The spectra also extend the identification of FeH to late K dwarfs and M giants.

この論文では、FeH 9910Å バンドと CeO 7236Å および 7275Å バンドの回転線が分解されている低温度星の高分解能スペクトルについて説明します。

スペクトルは、FeH の同定を裏付ける追加の証拠を提供し、CeO の暫定的な同定を完全に確認します。

このスペクトルではまた、晩期の K 型矮星と M 型巨星にまで FeH の同定が拡張されている。

The spectra discussed in this paper were obtained with the 2.7 m reflector at the McDonald Observatory and the Tull coude spectrometer equipped with a Reticon silicon diode array detector (Vogt, Tull, and Kelton 1978).

Each exposure provided a 90 Å interval at a resolution of about 0.2 Å.

この論文で議論されているスペクトルは、マクドナルド天文台の 2.7m 反射鏡と、Reticon シリコン ダイオード アレイ 検出器を備えた Tull coude 分光計を使用して得られたものです (Vogt, Tull, および Kelton 1978)。

各露光は、約 0.2 Å の解像度で 90 Å の間隔で行われました。

II. FeH IN COOL DWARFS AND GIANTS

The S star R Cyg was observed on 1977 August 17.

At this time, R Cyg was approximately 6 weeks beyond the predicted maximum light (AAVSO 1977).

Exposures were centered at about 9913 Å and 10000 Å.

Exposure times of 15 minutes provided a signal-to-noise ratio of about 100.

Each observation was followed by one of Vega at a similar air mass.

After division by the Vega spectrum, weak interference from telluric H₂O lines is effectively removed from each R Cyg spectrum.

Another exposure on R Cyg was made near 9726 Å.

This region contains several strong Ti I lines which are used to determine the stellar radial velocity.

Inspection shows the Ti I lines to be resolvable into components separated with velocities of 45 and 69 km s⁻¹.

The FeH lines are associated only with the stronger component at +45 km s⁻¹.

S 星 R Cyg は 1977 年 8 月 17 日に観測されました。

この時点で、R Cyg は予測された最大光量 (AAVSO 1977) を約 6 週間超えていました。

露出は約 9913 Å と 10000 Å に集中しました。

15 分の露光時間では、約 100 の信号対雑音比が得られました。それぞれの観測に続いて、同様の気団にあるベガの観測が行われました。

Vega スペクトルで除算した後、大気の水蒸気線からの弱い干渉が各 R Cyg スペクトルから効果的に除去されます。

R Cyg での別の露出は 9726 Å 付近で行われました。

この領域には、星の視線速度を決定するために使用されるいくつかの強い Ti I 線が含まれています。

検査の結果、Ti I 線は 45 および 69 km s⁻¹ の速度成分に分解できることがわかりました。

FeH 線は、+45 km s⁻¹ のより強い成分とのみ関連付けられています。

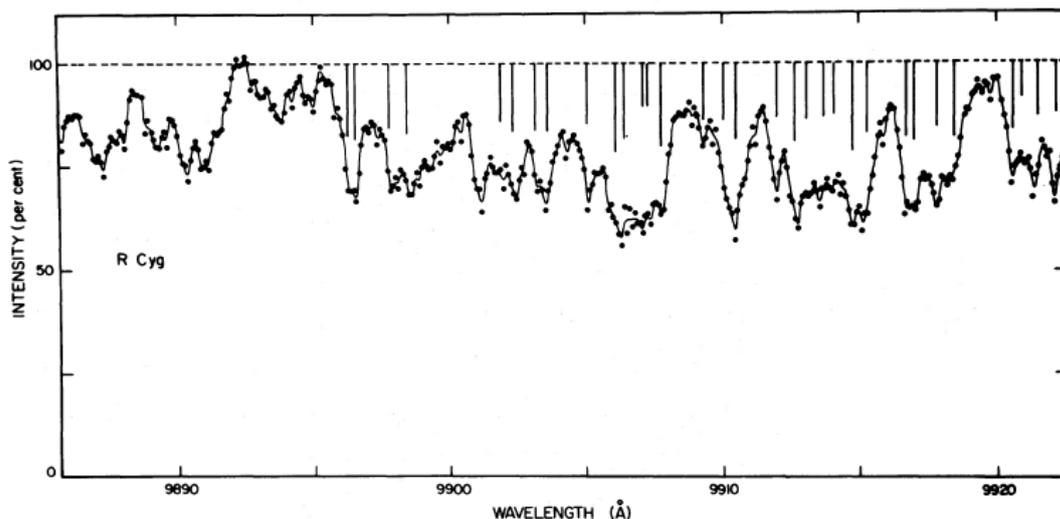


FIG. 1.—The spectrum of R Cyg between 9885 and 9922 Å. The observed spectrum has been corrected for interfering telluric water vapor lines. The positions and approximate relative intensities (see text) of the FeH lines are shown by the vertical lines.

FeH lines were identified by using a laboratory emission spectrum (Klynning and Lindgren 1973).

A representative portion of the R Cyg spectrum is shown in Figure 1.

FeH lines are obviously present.

The stellar and laboratory wavelengths agree to ± 0.1 Å, and there is also a rough correspondence between the intensities.

The reader is reminded that the FeH band has not been rotationally analyzed, and the laboratory intensities are simply measurements off the spectrum reproduced by Klynning and Lindgren.

FeH 線は実験室発光スペクトルを使用して同定されました (Klynning および Lindgren 1973)。

R Cyg スペクトルの代表的な部分を図 1 に示します。

FeH 線が明らかに存在します。

恒星の波長と実験室の波長は ± 0.1 Å で一致しており、強度間にも大まかな対応関係があります。

読者は、FeH バンドは回転分析されておらず、実験室強度は Klynning and Lindgren によって再現されたスペクトルから離れた単なる測定値であることに注意してください。

Spectra of 61 Cyg B and α Her A are shown in Figures 2 and 3.

The FeH lines are weakly present in the K7 dwarf 61 Cyg B.

Figure 2 shows a one-to-one correspondence between the FeH laboratory spectrum and the stellar spectrum.

Indeed, the stellar spectrum in this and adjacent regions ($\sim 120\text{\AA}$) is almost a pure FeH spectrum.

Another spectrum shows the FeH lines in the K5 dwarf companion 61 Cyg A.

Figure 3 shows that FeH is also present in the M5 giant α Her A.

61 Cyg B および α Her A のスペクトルを図 2 および 3 に示します。

FeH 系統は K7 型矮星 61 Cyg B に弱く存在します。

図 2 は、FeH 実験室スペクトルと恒星のスペクトルの間の 1 対 1 の対応を示しています。

実際、この領域と隣接する領域 ($\sim 120\text{\AA}$) の恒星のスペクトルは、ほぼ純粋な FeH スペクトルです。

別のスペクトルは、K5 型矮星伴星 61 Cyg A の FeH 線を示しています。

図 3 は、FeH が M5 巨星 α Her A にも存在していることを示しています。

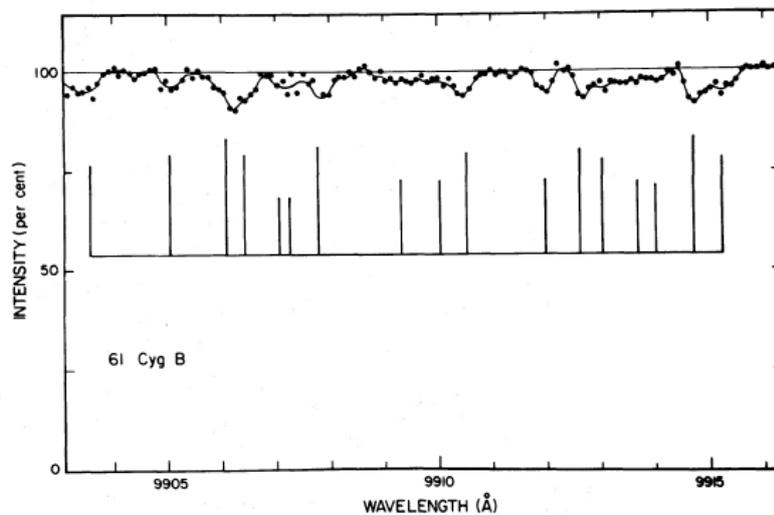


FIG. 2.—The spectrum of 61 Cyg B, a K7 dwarf, between 9903 and 9916 Å after correction for telluric water-vapor lines. The FeH lines in this interval are indicated below the stellar spectrum. It should be noted that FeH can account for all of the weak stellar lines in this interval.

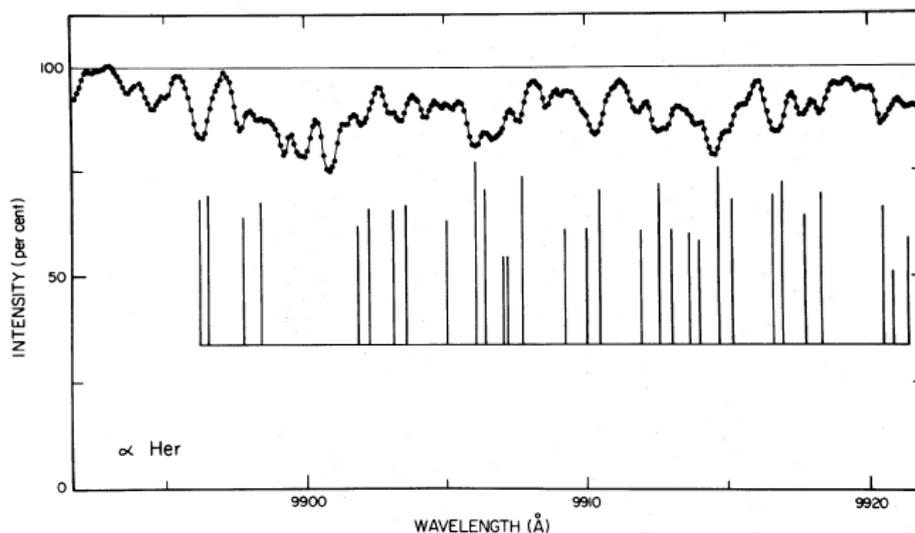


FIG. 3.—The spectrum of α Her A, an M5 giant, between 9892 and 9921 Å. This spectrum has not been corrected for the weak telluric water-vapor lines. The FeH lines, which are indicated below the stellar spectrum, are present in the stellar spectrum and account for a majority of the lines in this interval.

On examination of the several factors controlling the strength of a molecular line, the identification of FeH in late-type dwarfs and giants is not a surprise.

To illustrate this remark, FeH and another hydride, MgH, are compared.

Spectra of 61 Cyg B show that the equivalent widths of the FeH lines are quite similar to those of the MgH lines near 5600 Å which are members of the weak $\Delta v = -1$ sequence of the $A^2\Pi - X^2\Sigma^+$ transition.

(The $\Delta v = 0$ MgH lines near 5160 Å are strong and saturated in the 61 Cyg B spectrum.)

The FeH-to-MgH comparison suggests a band oscillator strength for the 9910 Å FeH band of $f \sim 0.01$ for $D_0^0 = 2.4\text{eV}$ to $f \sim 0.01$ for $D_0^0 \sim 1.3\text{eV}$.

The dissociation energy D_0^0 of FeH is unknown.

Theoretical work by Walker, Walker, and Kelly (1972) suggests $D_0^0 = 2.4\text{eV}$, but Carroll, McCormack, and O'Connor (1976) suggest that D_0^0 could be closer to 1 eV.

There is no experimental or theoretical work on the band oscillator strength.

The f -value estimates are reasonable values and quite consistent with the f -value sum rule.

In short, the appearance of FeH in cool stars is expected.

分子系統の強度を制御するいくつかの要因を調べると、晩期型の矮星や巨星 FeH が同定されたことは驚くべきことではありません。

この見解を説明するために、FeH と別の水素化物である MgH を比較します。

61 Cyg B のスペクトルは、FeH 線の等価幅が、5600Å 付近の MgH 線に酷似しています。それは $A^2\Pi - X^2\Sigma^+$ 遷移の $\Delta v = -1$ の弱い系列に連なる線です。

(5160 Å 付近の $\Delta v=0$ の MgH 線は強く、61 Cyg B スペクトルで飽和しています。)

FeH 対 MgH の比較は、9910 Å の FeH バンドの発振子強度が $D_0^0 = 2.4\text{eV}$ 、の場合の $f \sim 0.01$ から $D_0^0 \sim 1.3\text{eV}$ の場合の $f \sim 0.01$ であることを示唆しています。

FeH の解離エネルギー D_0^0 は不明である。

Walker、Walker、および Kelly (1972) による理論研究では $D_0^0 = 2.4\text{eV}$ が示唆されていますが、Carroll、McCormack、および O'Connor (1976) では D_0^0 が 1 eV に近い可能性があることを示唆されています。

バンド発振子強度に関する実験的または理論的な研究はありません。

f 値の推定値は妥当な値であり、 f 値の合計ルールと完全に一致しています。

つまり、低温度星では FeH の出現が期待される。

Spectra of the M5 giant α Her A (Fig. 3), the M2 giant β Peg and the K5 giant Aldebaran show that FeH lines are present in a region rich in lines.

Luck (1978) has suggested that FeH lines from the weaker 8691 Å band are present in spectra of the K Ib supergiants.

Although these detections cannot be exploited until the FeH transition is fully analyzed and basic data (the dissociation energy and the oscillator strengths) are available, a cautionary note should be sounded:

the FeH molecule is likely to be a rich contributor of weak lines to the near-infrared spectra of late-type giants.

At present, the majority of these lines may be unidentified.

A complete catalog of the FeH spectrum is needed.

M5 型巨星 α Her A (図 3)、M2 型巨星 β Peg、K5 型巨星アルデバランのスペクトルは、FeH 線が豊富な領域に存在することを示しています。

Luck (1978) は、比較的弱い 8691 Å バンドからの FeH 線が K Ib 型超巨星のスペクトルに存在することを示唆しました。FeH 遷移が完全に解析され、基本データ (解離エネルギーと振動子強度) が利用可能になるまで、これらの検出を利用することはできませんが、次のような注意を払う必要があります。

FeH 分子は、後期型巨星の近赤外線スペクトルの弱い線に大きく寄与している可能性があります。

現時点では、これらの系統の大部分は未同定でしょう。

FeH スペクトルの完全なカタログが必要です。

When the FeH analysis is extended, it would be of interest to attempt a determination of the isotopic abundance of Fe. In terrestrial samples the relative abundances of the four stable isotopes are

$$^{54}\text{Fe}:^{56}\text{Fe}:^{57}\text{Fe}:^{58}\text{Fe} = 5.8:91.7:2.2:0.3.$$

A rotational analysis may not be necessary in order to estimate the relative abundance of the Fe isotopes.

A crucial prerequisite is an accurate measurement of the small isotopic wavelength shifts.

FeH の解析を拡張する場合、Fe の同位体存在量の決定を試みることは興味深いはずですが地上のサンプルにおける 4 つの安定同位体の相対存在量は次のとおりです。

$$^{54}\text{Fe}:^{56}\text{Fe}:^{57}\text{Fe}:^{58}\text{Fe} = 5.8:91.7:2.2:0.3.$$

Fe 同位体の相対存在量を推定するために回転解析は必要ない場合があります。

重要な前提条件は、小さな同位体波長シフトを正確に測定することです。

III. CeO in S STARS

Spectra of the pure S star **R Gem** were obtained on 1977 November 30.

The star was then about 130 days beyond the predicted date of maximum light (AAVSO 1977) and at phase 0.35: its visual magnitude was about 11.

The spectra covered the wavelength regions 7200-7295 Å and 7518-7595 Å.

A hot star (α Gem) was observed with exactly the same grating setting.

The strong telluric lines in the 7200 Å region were removed by dividing the spectrum of R Gem by that of α Gem.

Since the α Gem spectrum has a signal-to-noise ratio of several hundred and does not contain detectable stellar lines, the division does not introduce a significant additional uncertainty into the spectrum of R Gem.

In the 7200-7300 Å region, the stellar wavelength scale was set by using eight atomic lines (Ba I, La I, Ce I, Ti I), while four atomic lines (Ce I and Zr I) were used in the 7500 Å region.

The stellar and laboratory wavelengths are in good agreement, with the rms difference being less than 0.1 Å.

The CN red system lines are not detectable in these spectra.

純粋な S 型星 R Gem のスペクトルは、1977 年 11 月 30 日に取得されました。

このとき、この星は最大光量の予測日 (AAVSO 1977) から約 130 日経過しており、位相は 0.35 でした。

視等級は約 11 でした。

スペクトルは 7200 ~ 7295 Å および 7518 ~ 7595 Å の波長領域をカバーしました。

全く同じ格子設定で高温星 (α Gem) が観測されました。

7200 Å 領域の強い大気線は、R Gem のスペクトルを α Gem のスペクトルで除算することによって除去されました。

α Gem スペクトルの SN 比は数百であり、検出可能な恒星線が含まれていないため、除算によって R Gem のスペクトルに大きな不確実性が追加されることはありません。

7200 ~ 7300 Å 領域では、星の波長スケールは 8 つの原子線 (Ba I, La I, Ce I, Ti I) を使用して設定されましたが、7500 Å 領域では 4 つの原子線 (Ce I および Zr I) が使用されました。

恒星の波長と実験室の波長はよく一致しており、rms 差は 0.1 Å 未満です。

CN レッド 系列の線は、これらのスペクトルでは検出できません。

Table 1 compares the laboratory and stellar wavelengths of the nine cleanest band heads thought to be due to CeO.

There is excellent agreement between the stellar and laboratory band head wavelengths.

The quality of the spectra is sufficiently high that the identification can be confirmed through a comparison of individual absorption features.

表 1 は、CeO によるものと考えられる 9 つの最もきれいなバンドヘッドの実験室波長と恒星の波長を比較しています。恒星と実験室のバンドヘッド波長の間には優れた一致があります。スペクトルの品質は十分に高いため、個々の吸収特性の比較を通じて識別を確認できます。

Since almost all CeO absorption lines are blends of several lines, a synthetic spectrum was constructed for comparison with the stellar spectrum.

A line list and rotational analysis (Clements 1969) are available for the 7235 and 7275 bands which are now tentatively classified as the (0, 0) bands of a ${}^3\Gamma_4 - {}^3\Phi_3$ system.

This system appears as $B_2 - X_2$ in the literature.

The 7235 and 7275 heads are the R heads of the (0, 0) and (1, 1) bands, respectively.

Other band heads at 7241 and 7277 Å were earlier listed as the Q heads of the (0,0) and (1,1) bands, but a reinvestigation (Dr. R. F Barrow, private communication) recognizes them as the (0, 0) and (1, 1) R-branch heads of a different electronic transition which is classified as a $\Omega = 3 \rightarrow 2$ transition.

A rotational analysis is not available for this latter transition, and hence the lines cannot be included in the synthetic spectrum.

The $\Omega = 3 \rightarrow 2$ transition (see Table 1) is present in the stellar spectrum.

ほとんどすべての CeO 吸収線は複数の線の混合であるため、恒星のスペクトルと比較するために合成スペクトルが構築されました。

ライン リストと回転解析 (Clements 1969) は、現在 ${}^3\Gamma_4 - {}^3\Phi_3$ システムの (0, 0) バンドとして暫定的に分類されている 7235 バンドと 7275 バンドで利用できます。

このシステムは文献では $B_2 - X_2$ として表示されます。

7235 および 7275 ヘッドは、それぞれ (0,0) および (1,1) バンドの R ヘッドです。

7241 と 7277 Å の他のバンドのヘッドは、以前は (0,0) と (1,1) バンドの Q ヘッドとしてリストされていましたが、再調査 (R.F パロー博士、私信) により、それらは (0) として認識されました。、0) および (1,1) は、 $\Omega=3\rightarrow 2$ 遷移として分類される異なる電子遷移の R 分岐ヘッドです。

この後者の遷移では回転解析は利用できないため、ラインを合成スペクトルに含めることはできません。

$\Omega=3\rightarrow 2$ 遷移 (表 1 を参照) は星のスペクトルに存在します。

TABLE 1
BAND-HEAD MEASUREMENTS (R GEMINORUM)

Feature	λ (lab)	λ (star)	Degraded	Laboratory Source
B_2-X_2 R(0, 0).....	7235.65	7235.55	R	Barrow
" $\Omega = 3 \rightarrow 2$ " R(0, 0).....	7241.59	7241.47	R	Barrow
	7249.5	7250.0	R	Gatterer
B_2-X_2 R(1, 1).....	7275.51	7275.3	R	Gatterer
" $\Omega = 3 \rightarrow 2$ " R(1, 1).....	7277.86	7277.8	R	Gatterer
	7522.8	7523.0	R	Gatterer
?- X_1	7561.3	7561.3	R	Barrow, Harris, and Jenson
?- X_1	7562.4	7561.9	R	Barrow, Harris, and Jenson
?- X_1 Q(0, 0).....	7572.77	7572.57	V	Barrow, Harris, and Jenson

REFERENCES.—R. F. Barrow 1978, private communication; Barrow, Harris, and Jenson 1978; Gatterer *et al.* 1957.

The synthetic spectrum is constructed from a crude model for molecular line formation.

Calculations (Wyckoff and Clegg 1978) show that CeO is abundant only in the surface layers of S stars.

Hence the model assumes that line- and continuum-forming layers do not overlap.

A uniform photosphere with a source function S_c^l provides the continuum flux which must traverse the line-forming layer of optical depth τ_v in which the line source function S_l^l is assumed to be depth-independent.

Then, the emergent (astrophysical) flux in a CeO line of optical depth τ_v is

合成スペクトルは、分子線形成の粗モデルから構築されます。

計算 (Wyckoff and Clegg 1978) によると、CeO は S 星の表層にのみ豊富に存在します。

したがって、モデルでは、線と連続光を形成する層が重なり合わないと仮定しています。

線源関数 S_v^c を持つ均一な光球は、線源関数 S_v^l が深さに依存しないと仮定される光学的深さ τ_v の線形成層を横断しなければならぬ連続フラックスを提供します。

この場合、光学的深さ τ_v の CeO 線における流出 (天体物理的) フラックスは次のようになります。

$$F_v = S_v^l [1 - 2E_3(\tau_v)] + 2S_v^c E_3(\tau_v).$$

The residual intensity can be written

$$R_v = r + 2(1 - r)E_3(\tau_v),$$

$$\text{where } r = S_v^l / S_v^c.$$

An alternative simple slab (i.e., $r = 0$) model does not fit the observed spectrum (see Fig. 5).

別の単純な一層(つまり、 $r=0$) モデルは、観測されたスペクトルに適合しません (図 5 を参照)。

The relative absorption coefficients of the CeO lines were calculated from the Hönl-London factors for Hund's coupling case (a) (see Kovács 1969) and excitation energies estimated from the molecular constants (Ames and Barrow 1967).

A rotational temperature of 2000 K was assumed.

The factor r and the optical depth at the band head were adjusted to obtain a reasonable match to the band-head profile.

CeO 線の相対吸収係数は、Hund のカップリングの場合 (a) の Hönl-London 因子 (Kovács 1969 を参照) と分子定数から推定された励起エネルギー (Ames and Barrow 1967) から計算されました。

回転温度は 2000 K と仮定されました。

係数 r とバンドヘッドの光学的深さは、バンドヘッドのプロファイルに適切に一致するように調整されました。

Figure 4 shows the region just shortward of the (1, 1) heads and contains the rotational lines Q(59) to 0(79), P(33) to P(51), and R(105) to R(119) of the (0, 0) band of the $^3\Gamma_4 - ^3\Phi_3$ transition.

Lines of the $\Omega = 3 \rightarrow 2$ system are present in the stellar spectrum but are not included in the synthetic spectrum.

Of particular note is the close correspondence between the observed and predicted absorption features near 7273 Å and the "beating" effect between P and Q lines.

Figure 5 shows the region near the $^3\Gamma_4 - ^3\Phi_3(0, 0)$ band origin including the P-branch band head at 7242 Å.

The Q-branch origin is masked by the R-branch head of the $\Omega = 3 \rightarrow 2(0, 0)$ band.

In this figure (and also Fig. 4) the synthetic spectrum was calculated with τ_v (band head) = 3 and $r = 0.63$.

The slab's model with $r = 0$ cannot be fitted to the band-head profile;

i.e., the shallow band head is apparently quite saturated.

図 4 は、(1,1) ヘッドのすぐ下の領域を示しており、回転線 Q(59) から 0(79)、P(33) から P(51)、および $^3\Gamma_4 - ^3\Phi_3$ 遷移の (0,0) バンドの R(105) から R(119) が含まれています。

$\Omega=3\rightarrow2$ 系の線は星のスペクトルには存在しますが、合成スペクトルには含まれていません。

特に注目すべきは、7273 Å 付近の観測および予測された吸収特徴と、P ラインと Q ラインの間の「ビート」効果との間の密接な対応です。

図 5 は、7242 Å の P 分岐バンド ヘッドを含む $^3\Gamma_4 - ^3\Phi_3(0, 0)$ バンド始点付近の領域を示しています。

Q 分岐の始点は、 $\Omega=3\rightarrow2(0,0)$ バンドの R 分岐の先頭によってマスクされます。

この図 (および図 4) では、合成スペクトルは τ_v (バンドヘッド)=3 および $r=0.63$ で計算されました。

$r=0$ のスラブのモデルはバンドヘッドのプロファイルに適合できません。

つまり、浅いバンドヘッドは明らかにかなり飽和しています。

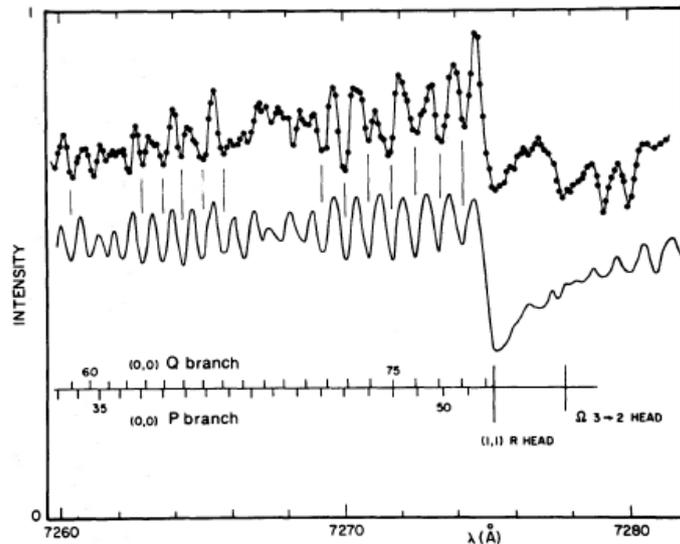


FIG. 4.—Synthetic CeO spectrum (*thin solid line*) is compared with the observed spectrum of R Gem (*line joining dots*) between 7260 and 7280 Å. The positions of (0, 0) band *P*- and *Q*-branch lines are marked, as are two (1, 1) band-head positions. Positions for the weak *R*-branch lines are not indicated. The synthetic spectrum has been shifted down by an arbitrary amount.

The high value for r demands a comment.

If the CeO lines were formed by pure absorption, the value of r would be set by the ratio of the Planck functions for the temperature of the continuum layer, T_c , and the boundary temperature, T_0 , i.e., $r = B_\nu(T_0)/B_\nu(T_c)$.

The value $r = 0.63$ corresponds to a temperature ratio $T_0/T_c = 0.93 \pm 0.01$ for $T_c = 3000 \mp 500\text{K}$.

Model atmosphere calculations suggest a much lower ratio.

Observations of the CO vibration-rotation lines which should be formed by pure absorption (Thompson 1973; Hinkle and Lambert 1975) confirm that the boundary temperatures are low for S stars.

In short, the high value of r for optically thick lines is incompatible with line formation by pure absorption.

r の値が大きい場合はコメントが必要です。

CeO ラインが純粋な吸収によって形成された場合、 r の値は、連続光形成層の温度 T_c と境界温度 T_0 のプランク関数の比によって設定されます。つまり、 $r = B_\nu(T_0)/B_\nu(T_c)$ 。

値 $r=0.63$ は、 $T_c=3000\mp 500\text{K}$ の場合、温度比 $T_0/T_c = 0.93 \pm 0.01$ に対応します。

モデルの大気計算では、比率はるかに低いことが示唆されています。

純粋な吸収によって形成されるはずの CO の振動回転線の観測(Thompson 1973; Hinkle and Lambert 1975) により、S 型星の境界温度が低いことが確認されました。

つまり、光学的に厚い線に対する高い r 値は、純粋吸収による線形成と両立しません。

A high value of r suggests that the CeO lines are formed by scattering.

The line source function for a weak (optically thin) line is equal to the mean continuum intensity.

The CeO lines occur at frequencies above the peak in the continuum Planck function such that the mean continuum intensity (i.e., the source function for weak lines formed by scattering) will exceed the Planck function for the boundary temperature (i.e., the source function in the pure absorption case).

Therefore, scattering allows a high value of r to be explained.

Of course, when the lines are highly optically thick, the line source function will be depressed and fall below the local Planck function.

r の値が高いことは、CeO 線が散乱によって形成されたことを示唆しています。

弱い（光学的に薄い）線の線源関数は、平均連続光強度に等しくなります。

CeO 線は、連続光のプランク関数のピークを超える周波数で発生し、連続光の平均強度（つまり、散乱によって形成された弱い線の線源関数）が境界温度のプランク関数（つまり、純正吸収の場合の源泉関数）を上回るだろう。

したがって、散乱により、 r の高い値を説明することができます。

もちろん、線が光学的に非常に厚い場合、線源関数は低下し、局所的なプランク関数を下回ります。

An investigation (Hinkle and Lambert 1975) of the relative collisional and radiative rates shows that scattering is the appropriate line-formation mechanism for electronic transitions in the atmospheres of giant stars.

The possibility of scattering is enhanced for CeO because the molecule is concentrated toward the outer layers of the atmosphere (Wyckoff and Clegg 1978).

相対的な衝突率と放射率の研究 (Hinkle and Lambert 1975) は、**散乱が巨星の大気中の電子遷移に適切な線形成メカニズム**であることを示しています。

CeO の場合、分子が大気の外層に向かって集中するため、散乱の可能性が高まります (Wyckoff and Clegg 1978)。

A spectrum of R And, an S star with TiO bands, in the region 7500-7590 Å has been examined.

The star was observed on 1976 December 5, 9 days before predicted maximum light (AAVSO 1977).

The violet degraded CeO head at 7572 Å and the red-degraded feature at 7562 Å are both clearly visible.

In addition to a number of identified LaO heads in this spectrum, an unidentified red-degraded band head was noticed: its measured wavelength is 7509.5 (± 0.3) Å.

The Vatican Atlas (Gatterer et al. 1957) does not indicate an LaO feature near this wavelength, but there is a CeO feature at 7509.2; Barrow (private communication) reports this feature at a measured wavelength of 7509.5 Å.

A search through the Vatican Atlas and the wavelength tables of Kopp, Lindgren, and Rydh (1974) suggested no other likely identification.

This head is tentatively assigned to CeO.

The appearance of LaO and CeO bands so close to maximum light is noteworthy.

Keenan (1954) has also reported the presence of infrared LaO bands at maximum light in this star.

領域 7500 ~ 7590Å に TiO バンドを持つ S 型星 RAnd のスペクトルが調べられました。

この星は 1976 年 12 月 5 日、予想される極大光の 9 日前に観測された(AAVSO 1977)。

7572Å での紫色が減衰した CeO ヘッドと 7562Å での赤色が減衰した特徴は両方ともはっきりと見えます。

このスペクトル内で特定された多数の LaO ヘッドに加えて、未確認の赤色が減衰したバンド ヘッドが確認されました。

その測定された波長は 7509.5 (± 0.3) Å です。

バチカン アトラス (Gatterer et al. 1957) には、この波長付近に LaO の特徴は示されていませんが、7509.2 に CeO の特徴があります。

Barrow (プライベート通信) は、7509.5 Å の測定波長でこの特徴を報告しています。

バチカンアトラスと Kopp, Lindgren, and Rydh (1974) の波長表を調べたところ、他に考えられる特定の情報はありませんでした。

このバンドヘッドは暫定的に CeO に帰されています。

最大光度期に非常に近い LaO および CeO バンドの出現は注目に値します。

Keenan (1954) はまた、この星の最大光度期における赤外 LaO バンドの存在を報告しました。

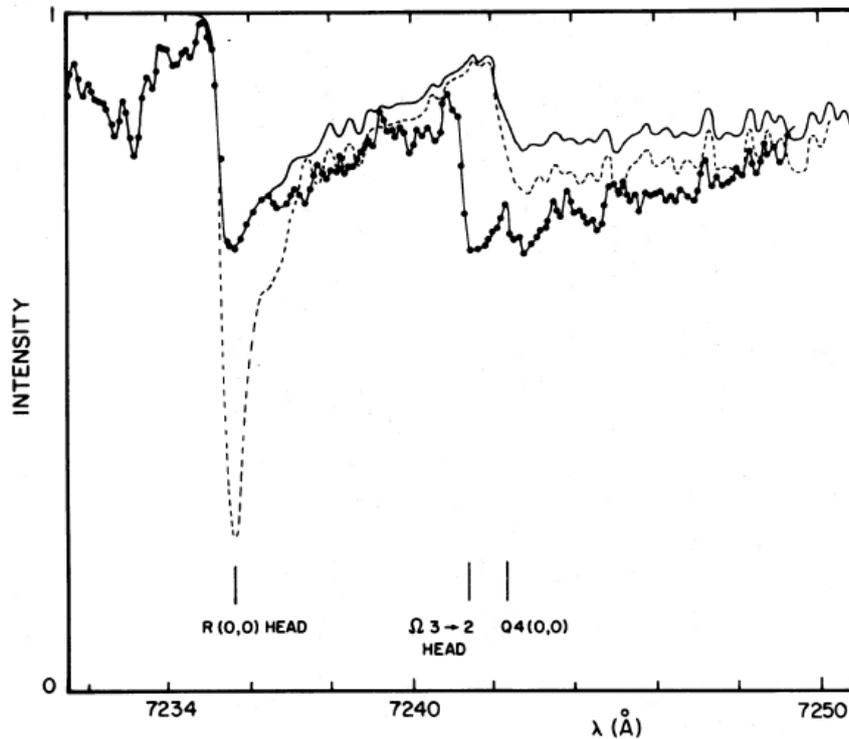


FIG. 5.—Spectrum of R Gem (line joining dots) near the (0, 0) R-branch band head at 7235 Å. The origin of the (0, 0) Q branch is indicated, but it is blended with lines from $\Omega = 3 \rightarrow 2$ band. The thin solid line shows a synthetic CeO spectrum calculated by using a model with $r = 0.63$, τ (band head) = 3 (see text). The dashed line shows the results for a slab model ($r = 0$; see text).

Finally, the possibility of measuring the isotope ratios for Ce can be discussed. Of the four stable isotopes, only ^{140}Ce (88%) and ^{142}Ce (11%) have significant terrestrial abundance.

Truran and Iben (1977) have predicted enhancements of ^{140}Ce after an s-process episode.

The intervening nucleus ^{141}Ce is unstable to β -decay with a half-life of 32 days;

thus, unless the neutron capture time scale on ^{141}Ce was much shorter than 32 days, only ^{140}Ce would be enhanced.

Hence the $^{140}\text{Ce}/^{142}\text{Ce}$ ratio should be increased above the terrestrial value in S stars.

The isotopic shifts are small: for the Q(75) line in the $^3\Gamma_4 - ^3\Phi_3(0, 0)$ band studied here the shift is only 0.05 Å.

A (0, 1) band for this system has been reported by Watson (1938) at 7718 Å:

the isotopic shift for this band head is 0.3 Å with the ^{142}CeO head lying to the blue of the red-degraded ^{140}CeO head.

The (0, 1) band has not yet been identified in stellar spectra. Successful extraction of the isotopic abundance ratio will require access to a complete catalog of the CeO lines.

最後に、Ce の同位体比を測定する可能性について議論できます。4 つの安定同位体のうち、 ^{140}Ce (88%) と ^{142}Ce (11%) だけが陸上に顕著な存在量を持っています。

Truran と Iben (1977) は、s プロセスエピソード後の ^{140}Ce の強化を予測しました。

介在する核 ^{141}Ce は β 崩壊に対して不安定で、半減期は 32 日です。

したがって、 ^{141}Ce の中性子捕獲時間スケールが 32 日よりもはるかに短い場合を除き、 ^{140}Ce のみが増強されることとなります。

したがって、 $^{140}\text{Ce}/^{142}\text{Ce}$ 比は、S 星の地球上の値よりも増加する必要があります。

同位体シフトは小さく、ここで調査した $^3\Gamma_4 - ^3\Phi_3(0, 0)$ バンドの Q(75) 線の場合、シフトはわずか 0.05 Å です。

このシステムの (0, 1) 帯域は、Watson (1938) の 7718 Å によって報告されています。

このバンドヘッドの同位体シフトは 0.3 Å で、 ^{142}CeO ヘッドは赤色劣化した ^{140}CeO ヘッドの青色に位置します。

(0, 1) バンドは星のスペクトルではまだ確認されていません。 同位体存在比の抽出を成功させるには、CeO ラインの完全なカタログにアクセスする必要があります。

The spectra of S stars are so complex that an accurate determination of the abundance ratio will be difficult.
S 星のスペクトルは非常に複雑であるため、存在比を正確に決定することは困難です。

IV. CONCLUDING REMARKS

The spectroscopic studies reported here demonstrate the value of high-resolution spectra in establishing the identifications of complex bands in late-type stellar spectra.

At the McDonald Observatory, the program of high-resolution near-infrared spectroscopy of S stars continues.

Primary goals include the resolution and identification of the enigmatic Keenan bands and a search for other abundant molecules which are predicted to attain detectable column densities, e.g., HfO, TaO, and NbO (see Sauvai 1978).

ここで報告された分光研究は、後期型恒星のスペクトルにおける複雑なバンドの同定を確立する際の高分解能スペクトルの価値を実証しています。

マクドナルド天文台では、S 型星の高解像度近赤外分光法のプログラムが継続されています。

主な目標には、謎のキーナンバンドの分離と同定、および検出可能なカラム密度に達すると予測される他の豊富な分子 (HfO, TaO, NbO など) の検索が含まれます (Sauvai 1978 を参照)。

We thank Dr. R. F. Barrow for much helpful correspondence on the spectrum of the CeO molecule.

We are indebted to Dr. J. Tomkin and Mr. G. Ferland for assistance with the acquisition and analysis of the observations.

This research has been supported in part by the National Science Foundation (grants AST 75-21803 and AST 77-23213) and the Robert A. Welch Foundation of Houston, Texas.

CeO 分子のスペクトルに関して多くの有益な対応をしていただいた R. F. Barrow 博士に感謝します。

観測結果の取得と分析については、J. Tomkin 博士と G. Ferland 氏にご協力いただきました。

この研究は、米国科学財団 (助成金 AST 75-21803 および AST 77-23213) およびテキサス州ヒューストンのロバート A. ウェルチ財団から一部支援を受けています。

REFERENCES

- AAVSO 1977, *AAVSO, Bull.*, no. 40.
Ames, L. L., and Barrow, R. F. 1967, *Proc. Phys. Soc.*, **90**, 869.
Barrow, R. F., Harris, S. M., and Jenson, P. P. 1978, *Ap. J.*, submitted.
Carroll, P. K., McCormack, P., and O'Connor, S. 1976, *Ap. J.*, **208**, 903.
Clements, R. M. 1969, D. Phil. thesis, Oxford University.
Gatterer, A., Junkes, J., Salpeter, E. W., and Rosen, B. 1957, *Molecular Spectra of Metallic Oxides* (Vatican City: Specola Vaticana).
Hinkle, K. H., and Lambert, D. L. 1975, *M.N.R.A.S.*, **170**, 447.
Keenan, P. C. 1954, *Ap. J.*, **120**, 484.
Klynning, L., and Lindgren, B. 1973, University of Stockholm Institute of Physics, Report 73-20.
Kopp, I., Lindgren, R., and Rydh, B. 1974, *Table of Band Features of Diatomic Molecules* (Stockholm: University of Stockholm Institute of Physics).
Kovács, I. 1969, *Rotational Structure in the Spectra of Diatomic Molecules* (New York: American Elsevier).
Luck, R. E. 1978, *Ap. J.*, **219**, 148.
Nordh, H. L., Lindgren, B., and Wing, R. F. 1977, *Astr. Ap.*, **56**, 1.
Sauvai, A. J. 1978, *Astr. Ap.*, **62**, 295.
Thompson, R. I. 1973, *Ap. J.*, **181**, 1039.
Truran, J. W., and Iben, I., Jr. 1977, *Ap. J.*, **216**, 797.
Vogt, S. S., Tull, R. G., and Kelton, P. K. 1978, *Appl. Optics*, **17**, 574.
Walker, J. H., Walker, T. E. H., and Kelly, H. P. 1972, *J. Chem. Phys.*, **57**, 1094.
Watson, W. W. 1938, *Phys. Rev.*, **53**, 639.
Wing, R. F. 1972, *Mém. Soc. Roy. Sci. Liège*, 6th ser., **3**, 123.
Wing, R. F., Cohen, J., and Brault, J. W. 1977, *Ap. J.*, **216**, 659.
Wing, R. F., and Ford, W. K. 1969, *Pub. A.S.P.*, **81**, 527.
Wyckoff, S., and Clegg, R. E. S. 1978, *M.N.R.A.S.*, **184**, 127.
Wyckoff, S., and Wehinger, P. A. 1977, *Ap. J. (Letters)*, **212**, L139.

