

特異な食連星ぎよしゃ座イプシロン 岡山HIDESによるToO観測



定金晃三、神戸栄治、佐藤文衛、本田敏志

予想されているタイムテーブル

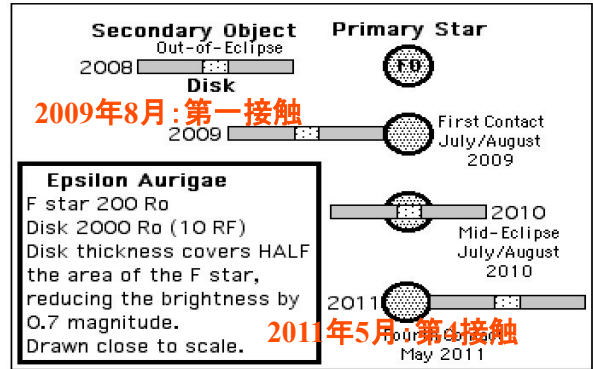


Figure 1 Epsilon Aurigae System Timing Schematic

前回(1982-1984)の食の光度曲線

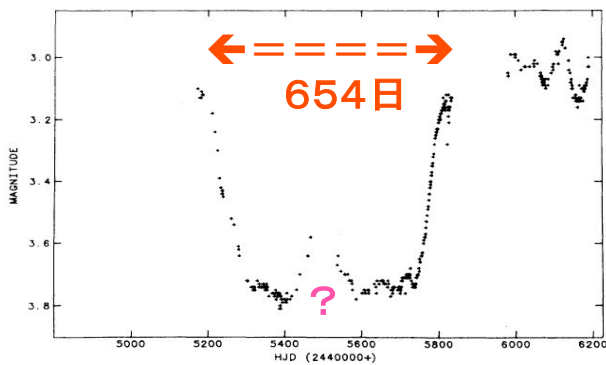
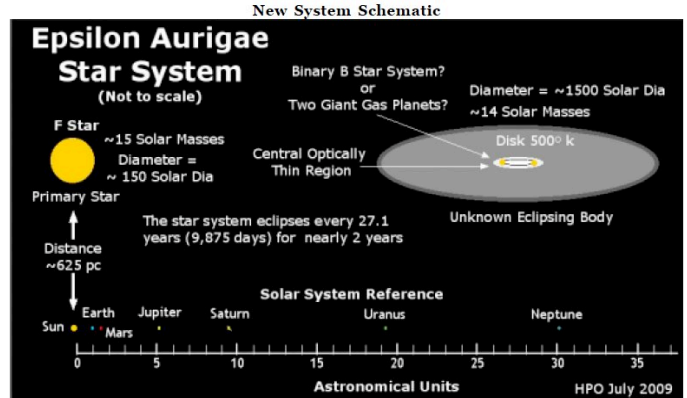


FIG. 1-The 1982-85 eclipse light curve for the V band.

よく引用されるモデル



Canonical Model とは称しているが?

ぎよしゃ座イプシロンの謎

1. 食を起こす灰色の巨大な天体の正体は?
2. 食の中央部で見える一時的な増光の原因は?
3. その中心に座る第2体の正体は?
4. 第1体(F0超巨星)の質量や進化段階は?

第1体(主星)について

大質量星説(~15M_⊙) → 第2体が見えないのはおかしい

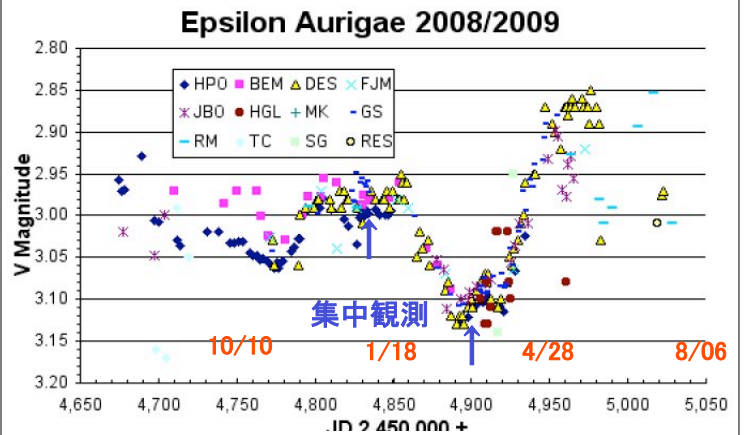
小質量星説(2~3M_⊙) → そのような状態(ポストAGB)の寿命は極めて短い(<数十年)

前回の食(1982-1984)での齊藤衛、川端周作両氏の岡山での分光観測 → 伴星を取り巻くディスク起源の吸収線を検出 → 小質量星説

2008年秋から岡山HIDESで観測

- 目標1 **食が始まる前**に高分散かつ高SN分光データを得て、主星大気の物理量を決める。特に重力加速度の大きさから**質量**を推定する。
- 目標2 スペクトル線の波長の微細な変化を観測して、**変光の原因**に迫る。
- 2008年10月1日に最初の観測を行い、2009年5月中旬までに岡山で**39夜分**のデータを得た。
- 群馬天文台での**12夜分**の観測も加えた。
- 重複を除き**220日間で49夜**の観測ができた。

2008年～2009年の光度変化



2008年10月1日データの解析

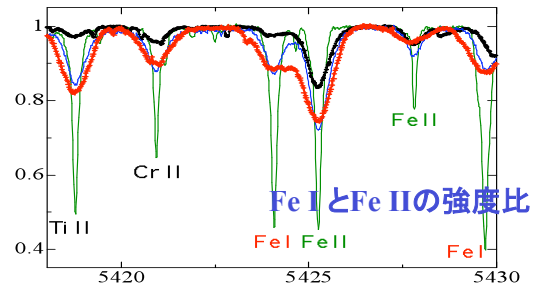
観測波長域 3850 ~ 7500 Å

波長分解能 R ~ 62000

SN比 ~ 600 @ 6000 Å

解析: 主にFe IとFe II吸収線の等価幅の測定 → 有効温度、表面重力加速度、微小乱流速度を求める → 特に $\log g$ の値から質量に制限を加える

まず似た星と比較



Red: ϵ Aur 2008, Oct, 01
 Black: Deneb, A2Ia
 Blue: HD 81471, A7Iab
 Green: Canopus, F0II

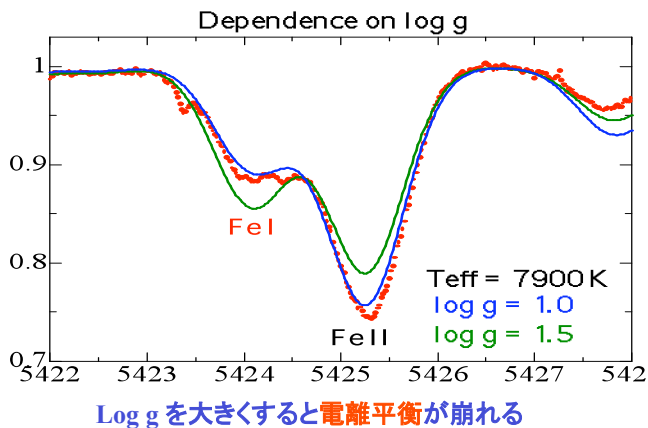
A7型超巨星に似ている!

暫定的な結論

2008年10月1日観測の高分散スペクトルの解析から

- 1 有効温度 **7900 +/- 100 K**
- 2 $\log g$ **1.0 +/- 0.2**
- 3 微小乱流速度 **11 +/- 1 km/s**
- 4 マクロ乱流速度 **28 +/- 2 km/s**
- 5 Fe その他の組成 **太陽と同じ**

(ただし、Oは不足、N, Naは過剰、Takeda and Takada-Hidai, 1994, 1995, 1998, 2000の結果を確認)



さて、星の正体は？

最近のデータから B-V の平均値は +0.570
 A8 Ia の Intrinsic (B-V)₀ は +0.14
 色超過 $E(B-V) = 0.43$
 すると、 $A_v = 3.1 \times E(B-V) = 1.333$
 本来の実視等級 (mv)₀ = 1.69 等 となる。
 ヒッパルコス の距離 (625 pc) を使うと、
 実視絶対等級 $M_v = -7.29$ 等 を得る。

星の正体 続

輻射補正 (-0.01 等) を適用後、光度 L を
 求めると

$\text{Log } L_{\star} / L_{\odot} = +4.82$ を得る。
 有効温度 7900 K を使って星の半径を求めると
 $R = 137 R_{\odot}$ を得る。
 最近の Interferometry の結果 2.2 ミクロン
 での視直径 = $2.27 \pm 0.11 \text{ mas}$
 これから求めた半径は $150 R_{\odot}$
 Stencel et al. 2008, ApJ, 689, L137

さて、そうなると質量は

星の半径を $140 R_{\odot}$ とし、 $\log g = 1.0$ を使
 うと星の質量は計算できて、

$7.2 M_{\odot}$ を得る

$160 R_{\odot}$ としたら $9.3 M_{\odot}$ となる

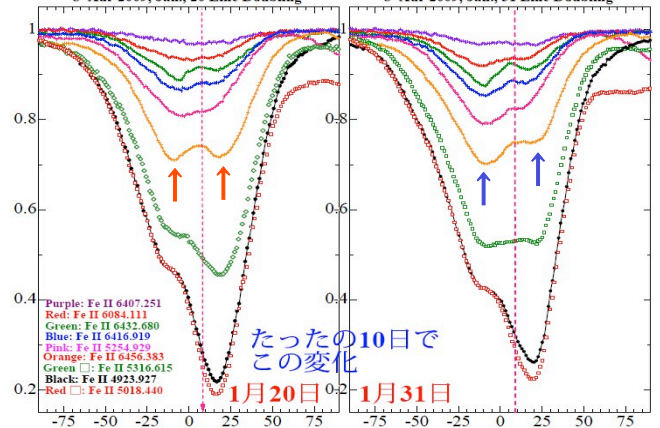
仮に、低質量星 ($2.5 M_{\odot}$) としたら、 $\log g =$
 0.55 になるはず

→ 分光解析の結果と合わない！

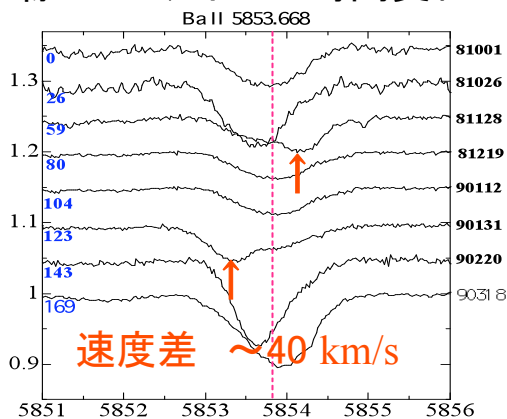
今回の解析結果は大質量説を支持するようだ

びっくりするような変化 (Fe II 線)

ε Aur 2009, Jan., 20 Line Doubling ε Aur 2009, Jan., 31 Line Doubling



線プロファイルの時間変化

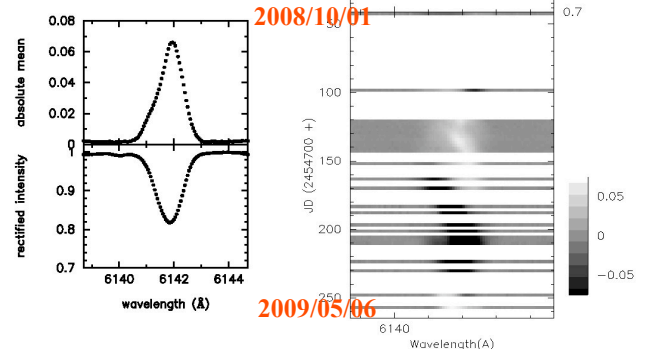


線プロファイルの変化の類型 I

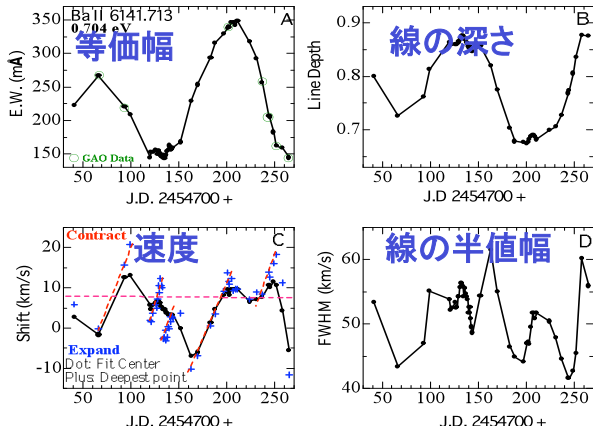
低励起金属線

Ba II 6141.7

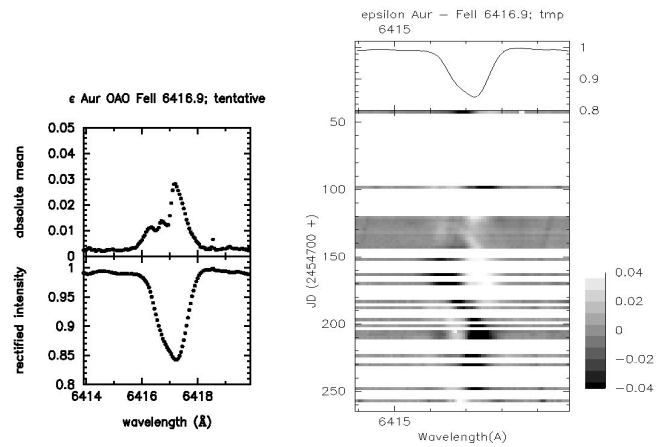
ε Aur OAO Ball 6141.7; tentative



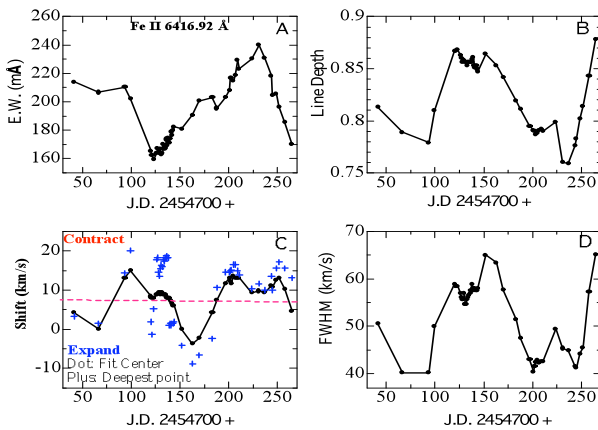
Ba II 6141.7 の変化



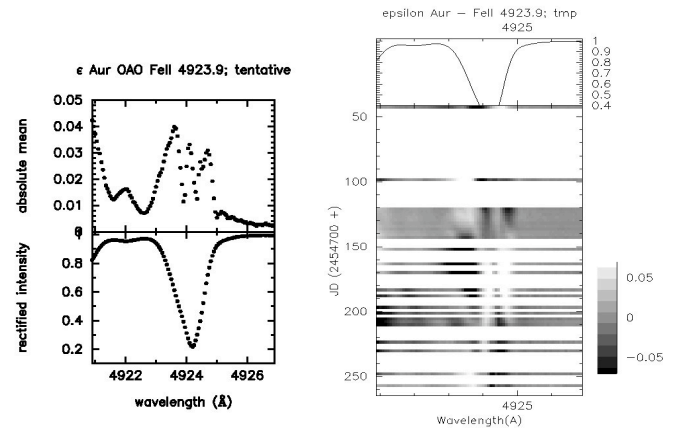
線プロファイルの変化の類型 II



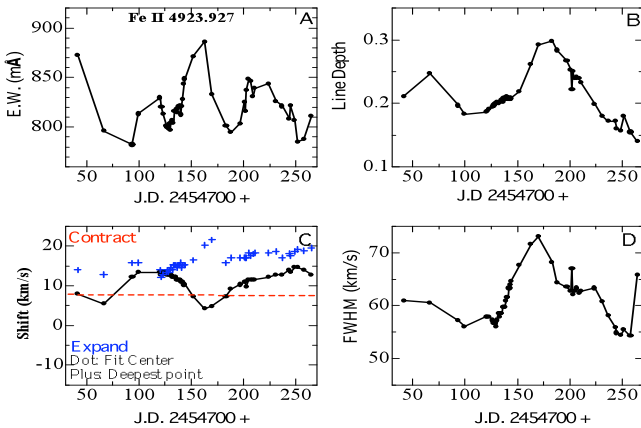
Fe II 6416.9 の変化



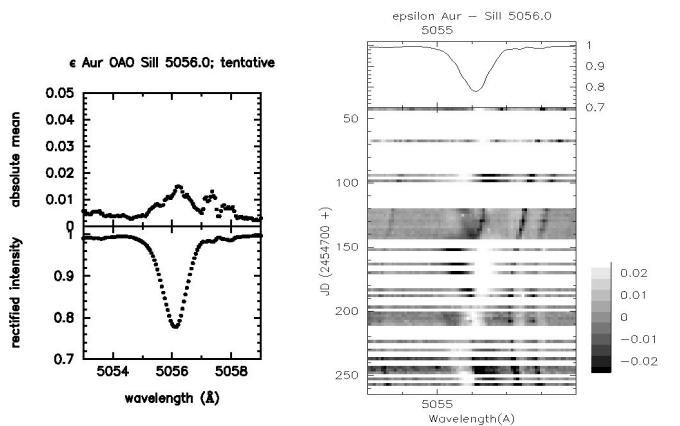
線プロファイルの変化の類型 III



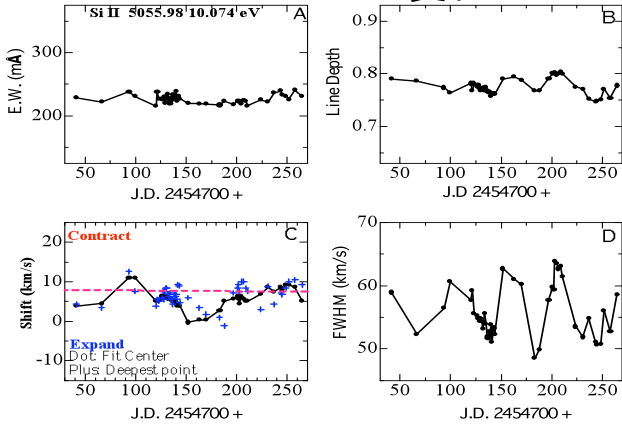
Fe II 4923.9 の変化



線プロファイルの変化の類型 IV



Si II 5056.0 の変化



プロファイル変化のタイプ

等価幅 最大/最小比

タイプ a: χ 1 eV 以下 2.0~3.1

タイプ b: χ 1.5 ~ 3.2 eV 1.6~2.2

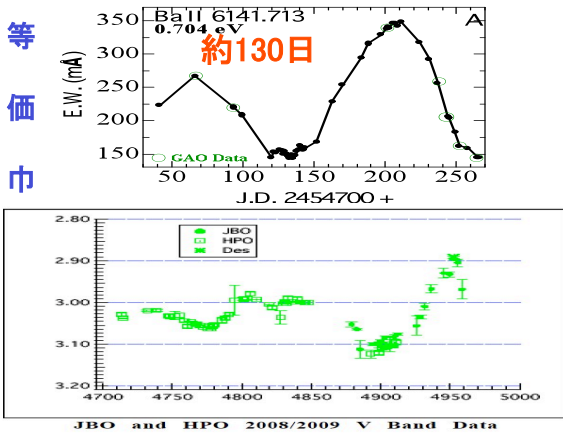
タイプ c: χ 3.2 ~ 4.2 eV 1.3~1.8

タイプ d: 非常に強い金属線 1.1~1.3

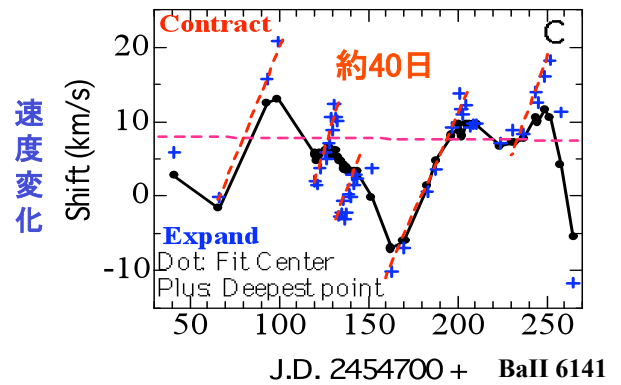
タイプ e: 高励起 ($\chi > 8$ eV) 線 1.05~1.1

タイプ分けは励起ポテンシャルの他線強度にも依存

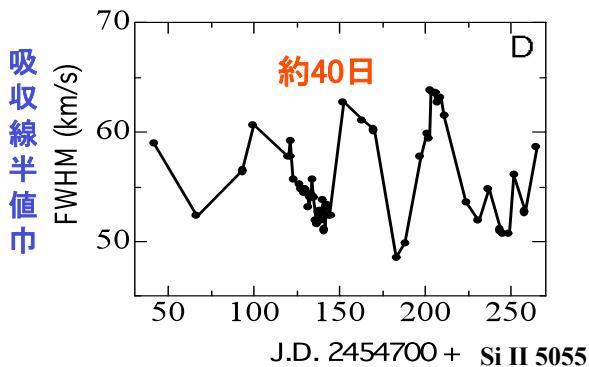
周期性について I



周期性について II



周期性について III



まとめ

2008年10月から2009年5月にかけて計49夜の高分散分光観測データを得た。

モデル大気を使って解析した結果、主星は大質量星である($\sim 10M_{\odot}$)であることが示唆された。

Fe IIなどの金属吸収線に複雑な変化がみられることを発見した。この変化は励起ポテンシャルや強さによって様相が変わり、数種類の類型に分けられる。

吸収線の変化には ~ 130 日と ~ 40 日の少なくとも2種類の周期が重なっている。

観測にご協力いただいた方々に感謝いたします。