

2013 変光星観測者会議集録

2013年6月22-23日

工学院大学新宿キャンパス

2013年変光星観測者会議プログラム

日 時： 2013年6月22日(土) 13:00-17:00

6月23日(日) 09:30-12:30

場 所： 工学院大学新宿キャンパス 高層棟A-0514 (東京都新宿区西新宿1丁目24番2号)

<http://www.kogakuin.ac.jp/facilities/campus/shinjuku/access.html>

<http://www.kogakuin.ac.jp/facilities/campus/shinjuku/index.html>

参加費： 500円 (配布資料のコピー代、記念写真代、お茶代)

講演 「超強磁場中性子星の観測的研究」 工学院大学 幸村 孝由(コウムラ タカヨシ)

講習 デジカメ測光の実際 永井和男

以下のURLに当日講習で使うソフトやデータへのLinkがあります。

PCを持参する方は、予め必要なソフトをインストールしておく、当日、実際に操作をしてみることができます。

http://www.geocities.jp/nagai_kazuo/v_star2013/v_star2013.htm

主催：日本変光星観測者連盟(VSOLJ)

後援：工学院大学自然科学研究部

プログラム

6/22(土)

13:00	開会	自己紹介	
13:30	研究発表	EW型食変光星の、ライトカーブによる分類	松下悠里
13:50		VW-Cepのライトカーブの解析	坂田竜太郎
14:10		V1848 Oriのその後	永井和男
14:30		おおぐま座w型食連星の光度曲線の変動	岡崎彰
14:50		Ia型超新星SN 2012htの可視光観測	川端美穂
15:10	休憩		
15:20		カシオペア座V817の2012年-2013年のアウトバーストの測光・分光観測	前原裕之

15:40		KISOGP -木曾観測所105cmシュミットを使った銀河面の変光
星サーベイ	前原裕之	
15:50	講習	デジカメ測光の実際 永井和男
16:50		記念撮影
17:00	終了	
18:00	懇親会	

6/23(日)

9:30	講演	超強磁場中性子星の観測的研究 工学院大学 幸村孝由
10:30		変光星この1年 前原裕之
11:00	休憩	
11:15		座談会(自己紹介) 話題提供(染谷優志、清田誠一郎)
12:20		記念撮影
12:30	終了	

ネット中継録画 URL

<http://www.ustream.tv/recorded/34746841>

<http://www.ustream.tv/channel/変光星観測者会議2013>

デジカメ測光手順

神奈川県 永井和男

デジタル一眼レフカメラで撮影した画像を使って変光星の測光が行えます。デジタルカメラはカラーで撮影できますので多色測光が可能です。ここではグリーンのプレーンを使った単色測光の手順を説明します。作業で使うプログラムは全てがフリーソフトです。ステライメージやA I P 4 W I Nを使うと手順を減らす事もできますので、この手順書で測光作業に慣れてから投資してみるのもよいでしょう。

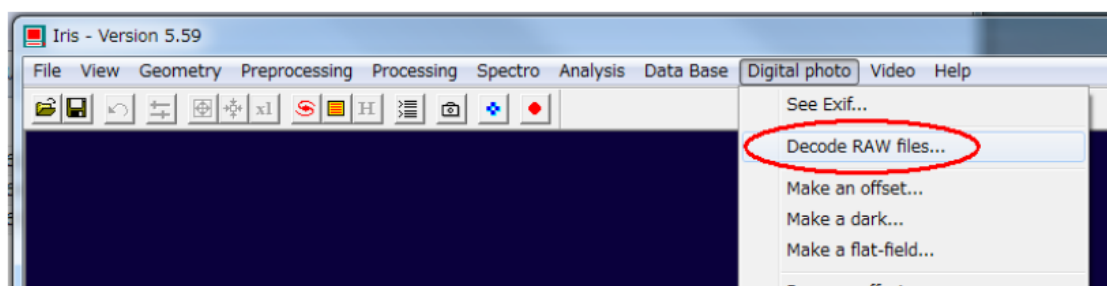
プログラムは http://www.geocities.jp/nagai_kazuo/v_star2013/v_star2013.htm からダウンロードできます。マカリは 30 日の試用期間になっています。無料ですので是非ともレジストレーションしてしまいましょう。

天体撮影は通常の天体写真と同じ方法で構いませんが、かならず **RAW** で保存して下さい。

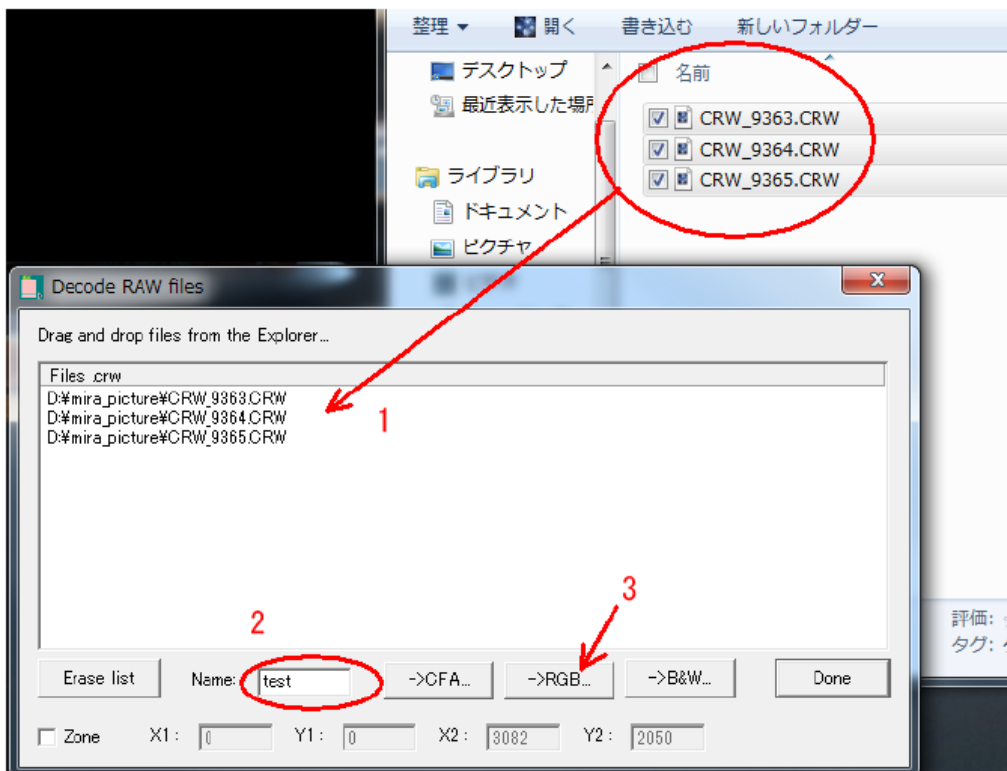
さて測光手順ですが実は様々でたくさんあります。もちいるプログラムで手順が変わるだけでなく、同じプログラムでも使い方がかわる事も多々あります。ですが、基本は **RAW** を **FITS** に変換し、その **G** プレーンを取り出して、アパチャー（開口）測光をする事には変わりありません。測光には標準星を使う測定と比較星を使う測定があります。標準星を使う測定作業は面倒ですが測光の精度がよくなります。ここでは標準星を使う方法を解説します。

測光手順が様々あり会議で報告した方法はネット中継の録画 <http://www.ustream.tv/channel/variablestarcon2013> をご覧ください、ここでは同じプログラムを使って複数画像の測定に適応した方法を解説します。無論、一枚だけの画像の場合も同じ方法で測光作業が出来ます。

手順 1：RAW画像をFITS画像に変換する



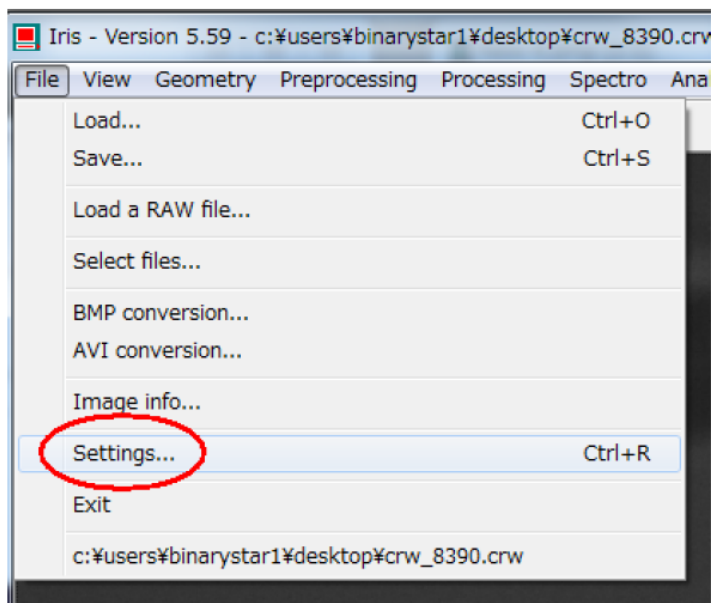
I R I S を起動して Digital photo の Decode RAW files... を選択します。



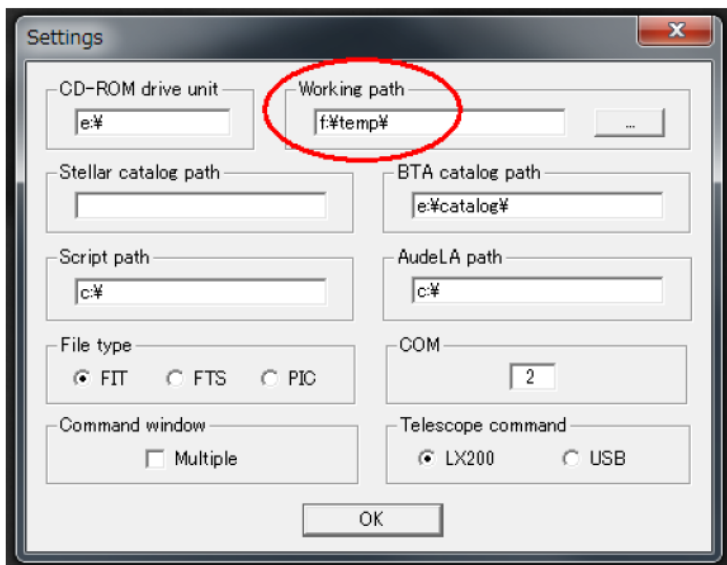
Decode RAW files ウィンドウに RAW 画像ファイルをドロップします。拡張子が CRW がないと実行してくれない場合があります。CR2 の場合はファイル名を変えてみると良いでしょう。

その後、Name 欄に適当な変換後のファイル名を入力して ->RGB... ボタンを押します。

ここで FITS に変換されたファイルがどこに保存されたのか知る必要があります。



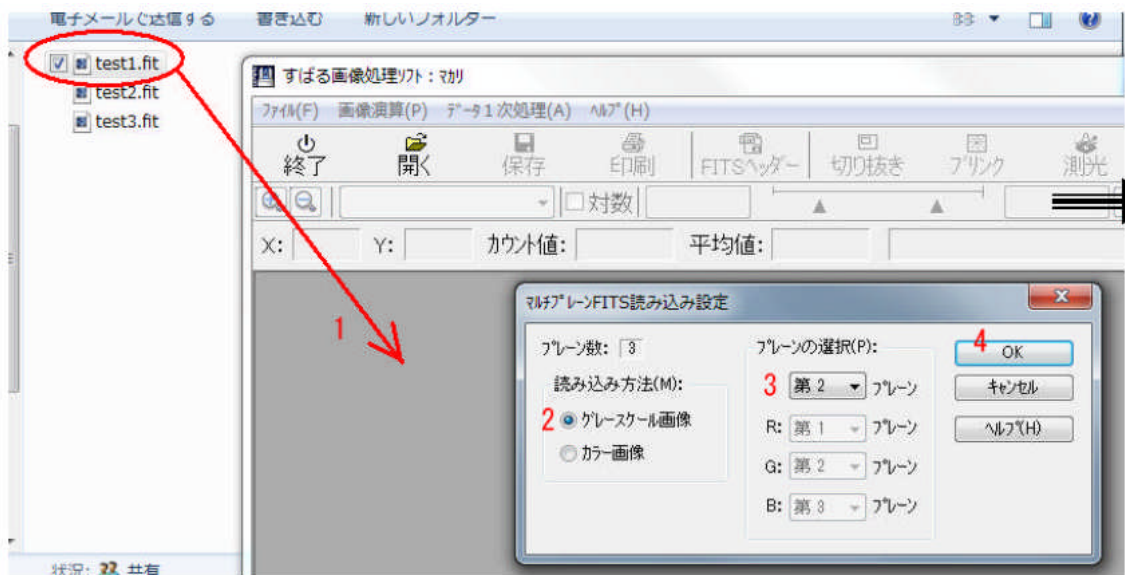
File の Setting を選択して、Settings ウィンドウの Working path をみます。



この例では、Settings ウィンドウの Working path に f:¥temp¥ となっています。このフォルダーに変換された FITS ファイルが保存されています。

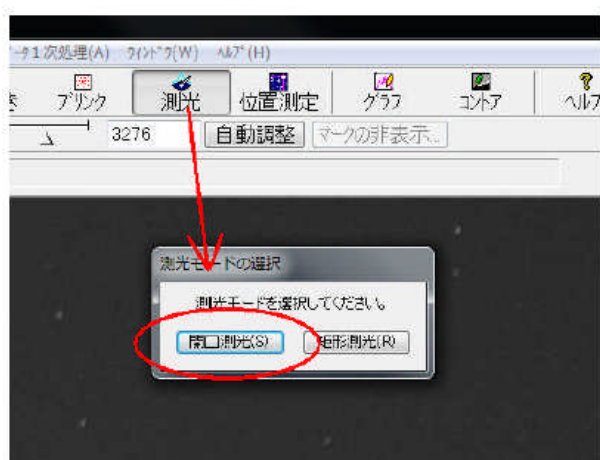
この設定は、デフォルトでは C:¥ になっていますが書き込みが出来ない場合があります。そんな場合は（たとえば）C ドライブに Temp フォルダーを作って Working path 欄に C:¥temp¥ を入力するとよいでしょう。

手順 2：マカリで F I T S ファイルの G プレーンを開く

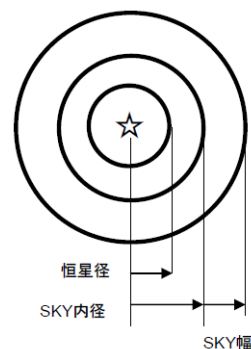
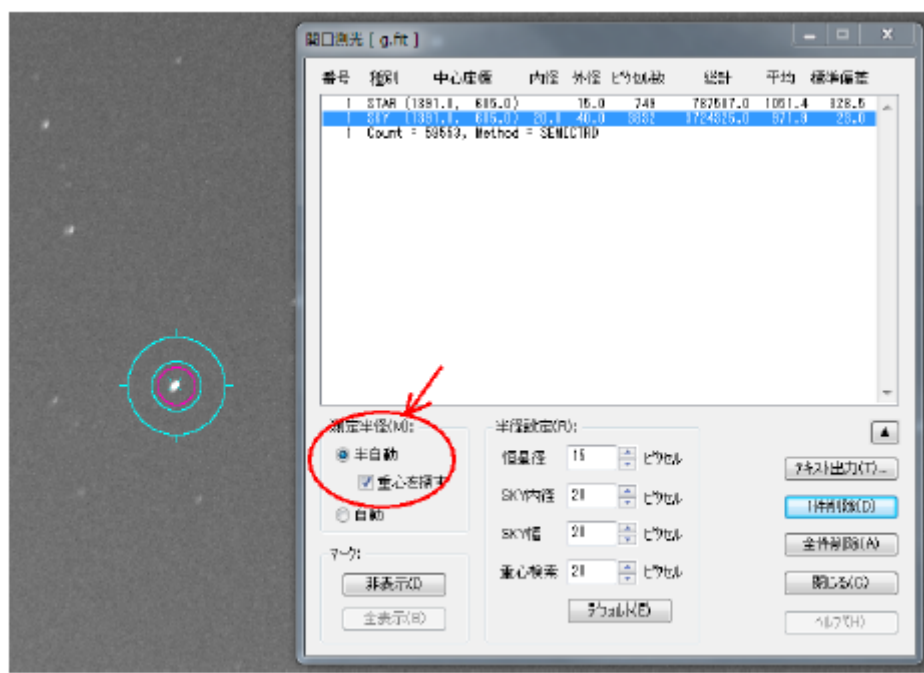


測定したい FITS ファイルをマカリにドロップします。マルチプレーン FITS 読み込み設定ウィンドウが現れます。そこでの設定は、読み込み方法をグレースケール画像にチェックし、プレーンの選択を第 2 プレーンにして OK ボタンをおします。

手順3：アパチャー（開口）測光



マカリの測定を選択して測光モードの選択を開口測光にします。

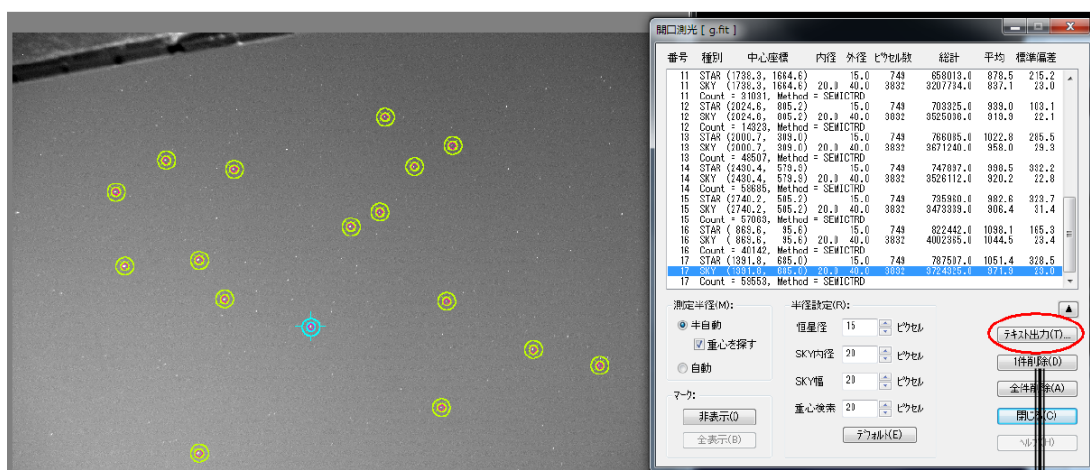


測定半径を半自動・重心を探すにします。

次は半径設定をして星をクリックします。半径設定は星がスッポリ入る大きさにします。この値を変えると最終的に得られる変光星の測光バラツキが減る事があります。色々な値に変えて試してみる必要があります。

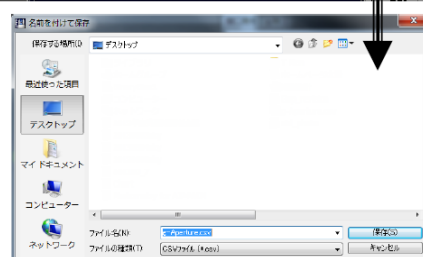
最初は良くわからないと思いますので、この例の恒星径 15、SKY 内径 20、SKY 幅 20、重心検索 20 で測定してみましょう。

もし、恒星径円内に複数の星が入ってしまう場合は徐々に小さくします。



星図を見ながら等級の分かっている標準星を
順々にクリックして行く
最後に変光星をクリックする

テキスト出力ボタンで結果を保存します
CSV形式で保存して下さい

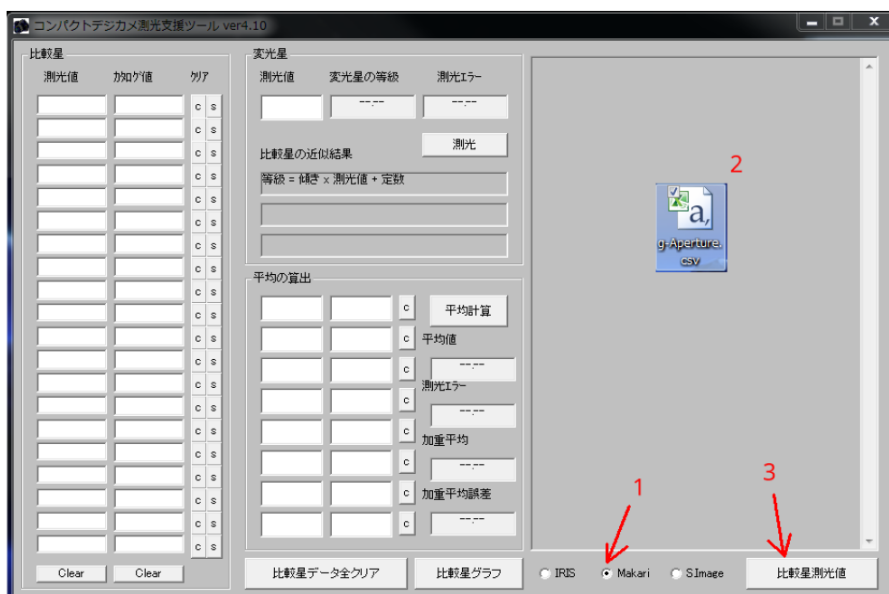


星図を見ながら標準星を順々にクリックして行きます。クリックした順番を覚えておいて下さい。そして最後に変光星をクリックして、テキスト出力ボタンを押します。

保存形式は CSV ファイルにします。

わたしは画像全体が見えないと変光星図を比較がしにくいので表示を縮小してから星々をクリックして行きます。始める前に全件削除ボタンを押してクリアしてから行います。

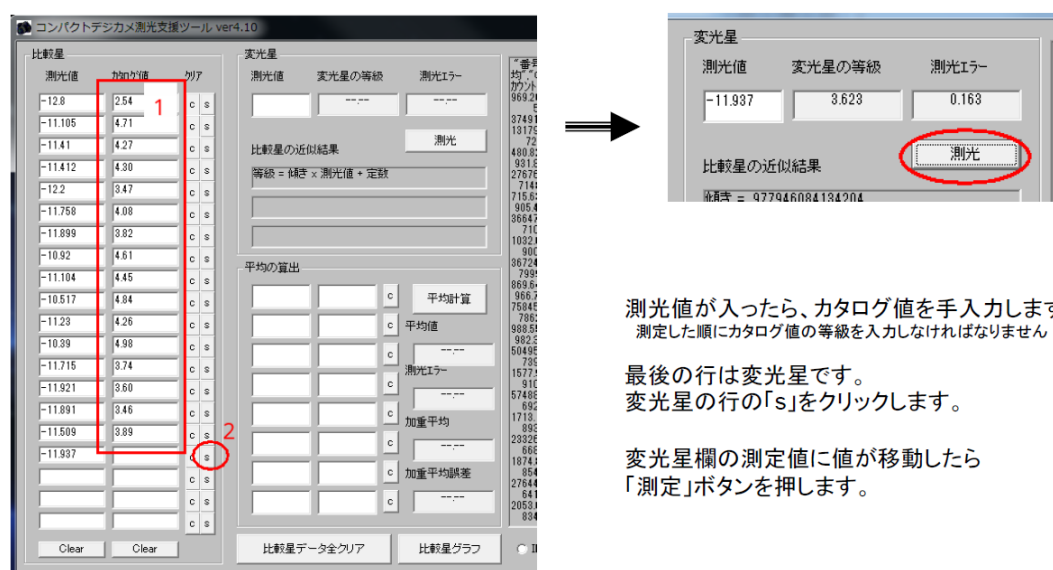
手順 4：変光星等級の算出 (D i g p h o t 4)



Digphot4 を実行します。最初に比較星データ全クリアボタンを押して比較星データを消去します。次に **Makari** にチェックしてから左側の広い四角いエリアに先ほどの CSV ファイルをドロップします。その後、比較星測定値ボタンを押します。

比較星データ全クリアボタンは最初の一枚目だけ行います。二枚目以降は前回の比較星データを使います。

また、プログラムを終了する時に比較星データの保存が出来ますので保存しておきましょう。こうすると、次回以降も比較星データの入力をする必要がなくなります。



測光値が入ったら、カタログ値を手入力します。
測定した順にカタログ値の等級を入力しなければなりません

最後の行は変光星です。
変光星の行の「s」をクリックします。

変光星欄の測定値に値が移動したら
「測定」ボタンを押します。

比較星の測定値欄にマカリの測定値が入ったと思います。カタログ値が空欄ですので変光星図を見ながら測定した順に標準星等級を入力します。

最後の行は変光星です。その行の s ボタンを押します。すると、その行がブランクになり変光星の測定値欄に値が移動します。

値が移動された事を確認してから測光ボタンを押します。これで、変光星の等級が算出されます。これで作業は終わりです。

ですが、
同じ変光星を複数枚撮影した場合は同じ作業を繰り返すと平均の算出欄に次々と変光星等級が追加されて行きます。平均計算ボタンを押すと平均値が求められます。

デジカメ測光は±0.1 等程度の精度しかありませんが、このように数枚の測定結果を平均するなどすると何倍も測光精度を向上させることができます。

観測時刻は撮影時間の中央時刻になります。複数枚を平均した場合は真ん中の画像の撮影中央時刻にしています。

短周期食変光星のライトカーブを用いた分類

松下悠里（高2） 荒木雄渡（高1） 【福岡県立小倉高校科学部SS天文研究会】

1 はじめに

本校では2005年から小惑星の研究をしてきた。その中で星の光度を正確に測る技術を得た。その技術を用いて食変光星のライトカーブを取得してみることにした。食変光星のライトカーブを比較すると、極小部分に特徴がみられた。ここに注目して分類を行った。

2 極小部分の種類

① フラットの仕組み

光度変化が一定になることを「フラット」と定める。

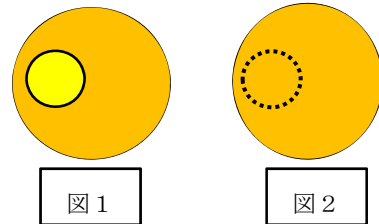
2つの星が完全に重なるとき、

【通過】大きい星の前を小さい星が通過する（図1）

→光度が一定にならない（ライトカーブがフラットにならない）

【掩蔽】大きい星の後ろを小さい星が通過する（図2）

→光度が一定になる（ライトカーブがフラットになる）



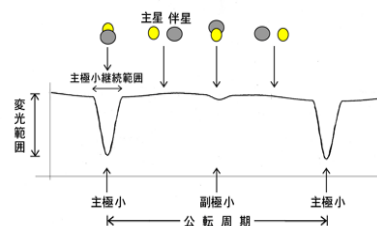
② 主極小・副極小の仕組み

明るい星が手前になり重なるとき

（食変光星全体の光度が高くなる）→副極小

暗い星が手前になり重なるとき

（食変光星全体の光度が低くなる）→主極小



3 食変光星の分類の基準

対象の9種類の食変光星のライトカーブを2つの極小部分に着目して分類する。

I型：主極小・副極小で光度変化が起きる→ライトカーブがフラットにならない

II型：副極小で光度変化が起きない→副極小でライトカーブがフラットになる

III型：主極小で光度変化が起きない→主極小でライトカーブがフラットになる

4 分類方法

「グラフの形状によりライトカーブの分類」を行ったが、I型の分類が出来ていなかった。これを改善するために「シミュレーションを用いたライトカーブの数学的分類」を行った。

5 分類結果

[I型] [Cas0523] [AB-And]

[II型] [AO-Cam] [W-Uma] [YY-Eri] [MU-Aqu] [NR-Cam]

[III型] [GZ-And] [BX-Peg]

6 今後の方向性

シミュレーションのライトカーブと実際のライトカーブを比較する。

小倉高等学校科学部 SS天文研究会の紹介

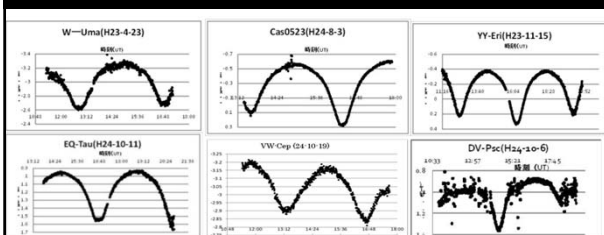
- 平成17年SSH指定校となり発足
- 研究活動
 - ・ 小惑星研究 (H17~H25)
 - ・ 変光星研究 (H24~H25)
- 地域貢献活動
 - ・ 年間10回程度地域で天体観測教室



VW-Cepのライトカーブに関する考察

2年 坂田竜太郎
1年 矢島翔太
1年 大園咲奈

これまでの研究

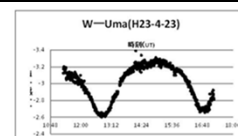
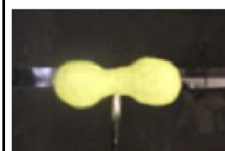


- 16種のライトカーブの観測

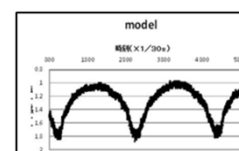
粘土モデルによる再現



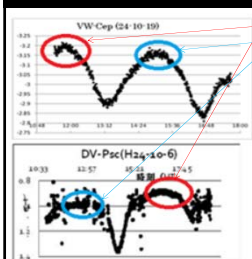
- ライトカーブをもとにモデルを作成



- モデルによってライトカーブを再現



研究の動機



- 二つの極大の間に差が生じている
 - 今までにないタイプのライトカーブ
 - 他の星には見られない特徴があるのでは？
- 極大に注目して研究

研究の概要

■ VW-Cep

天の北極付近を
通っている

観測時期5~12月で
長時間の観測が可能

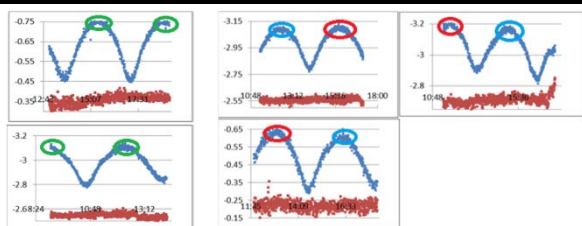
■ DV-Psc

黄道付近を通っている

観測時期が8~10月で
長時間の観測が不可

→ 主にVW-Cepの研究を行っていく

VW-Cepの観測データ



- 極大に差が生じていない
- 半周期ごとに極大の値が変化している？

私たちの仮説

二つの仮説

仮説Ⅰ
対象天体に
黒点が生じている



仮説Ⅱ
対象天体に
付属惑星が公転
している



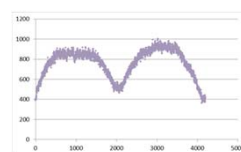
仮説Ⅰ 黒点が生じているモデル



- 二つの極大のうち片方において黒点が生じている

仮説Ⅰの実証

- 黒点が生じているモデル



極大に差が生じている

↓
黒点がライトカーブに影響している

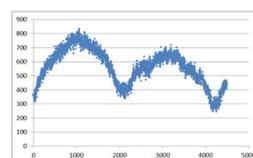
仮説Ⅱ 付属する惑星があるモデル



- 食変光星は互いの周りを公転している
↓
その周りをさらに暗い小さな惑星が公転しているモデル

仮説Ⅱの実証

- 付属惑星があるモデル



極大に差が生じている

↓
惑星のモデルがライトカーブに影響している

二つの仮説の違い

■ 仮説Ⅰ

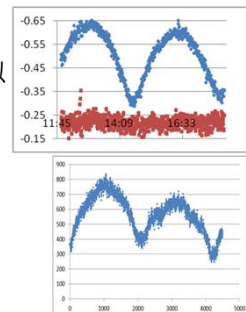
ライトカーブに影響するほどの大きな黒点は存在するのか？

黒点の出現に周期性はない
↓
極大の変化に周期性はない



■ 仮説Ⅱ

ライトカーブの特徴が類似
↓
惑星モデルが有力

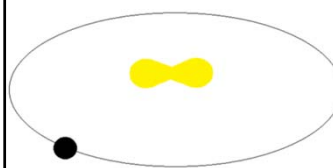


惑星モデルの可能性

惑星の直径が大きい
↓
ライトカーブへの影響が大きい

変光星の周りを公転している
↓
極大の変化に周期性がある

今後の課題



極大と極小の関係
↓
極大の変化に
規則性はあるのか？



極大の変化の周期に注目

ご清聴
ありがとうございました

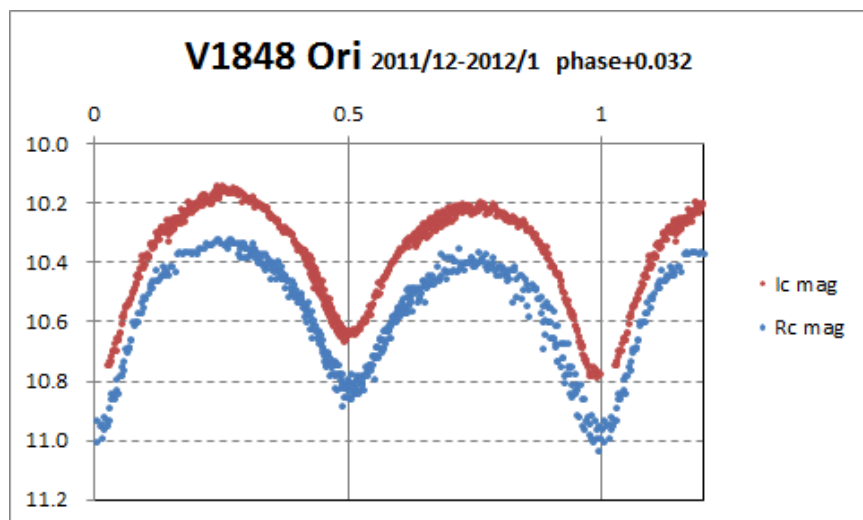
近接連星V1848 Orionisの ロッシュモデル解析 ～その2～



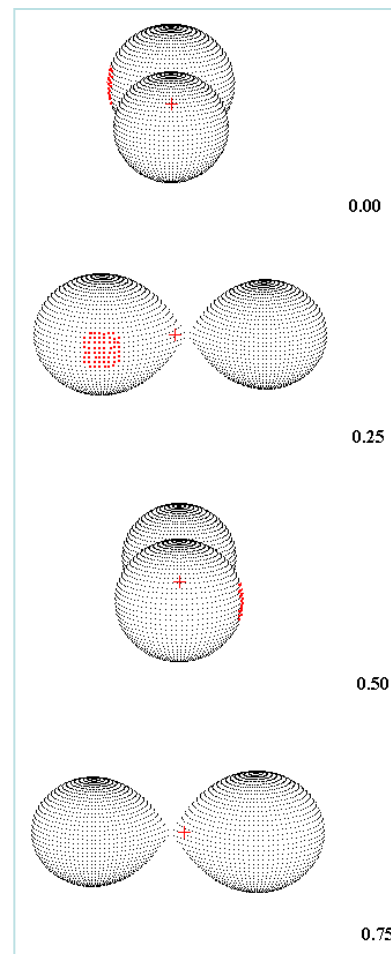
Nagai K, VSOLJ
Kiyota S, VSOLJ
Itoh H, VSOLJ
Shiokawa K, VSOLJ

2013/6/22-23 変光星観測者会議
@工学院大学新宿キャンパス

2012年のおさらい



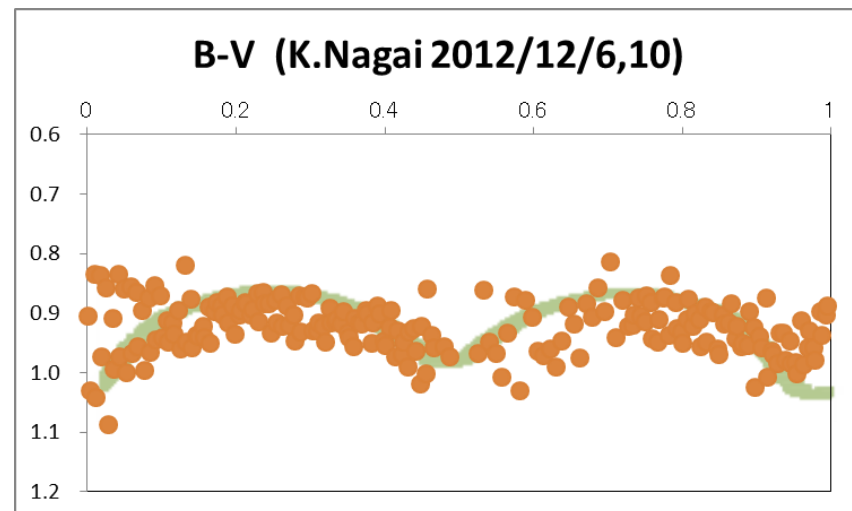
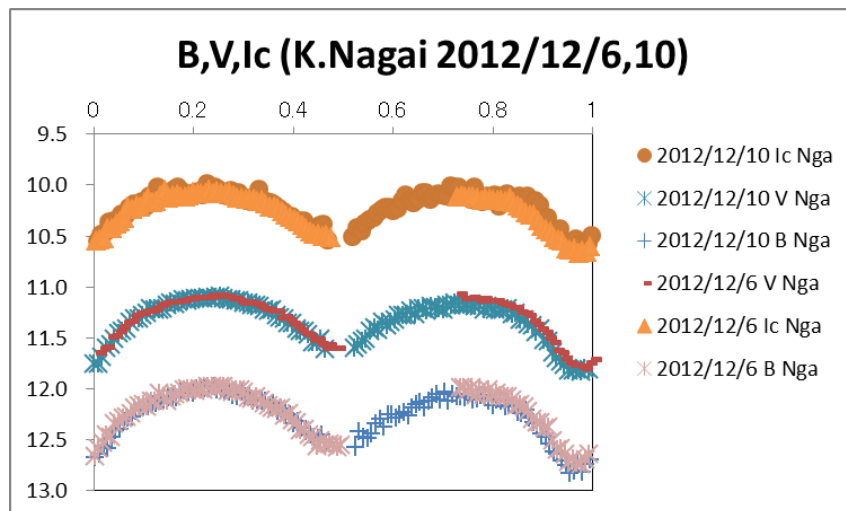
- Observations
 - 2011/12~2012/1 Kiyota(Ic), Nagai(Rc)
- Color
 - SIMBAD B-V=+0.036
- Roche model
 - Early type $\Rightarrow$ Spotは何？
 - そもそも何色なの？



mass ratio=0.8
Fill out=0.0
inclination=75
temperature1=9170K
temperature2=7600K
gravity coefficient=1
limb darkening=0.5
reflection= 1

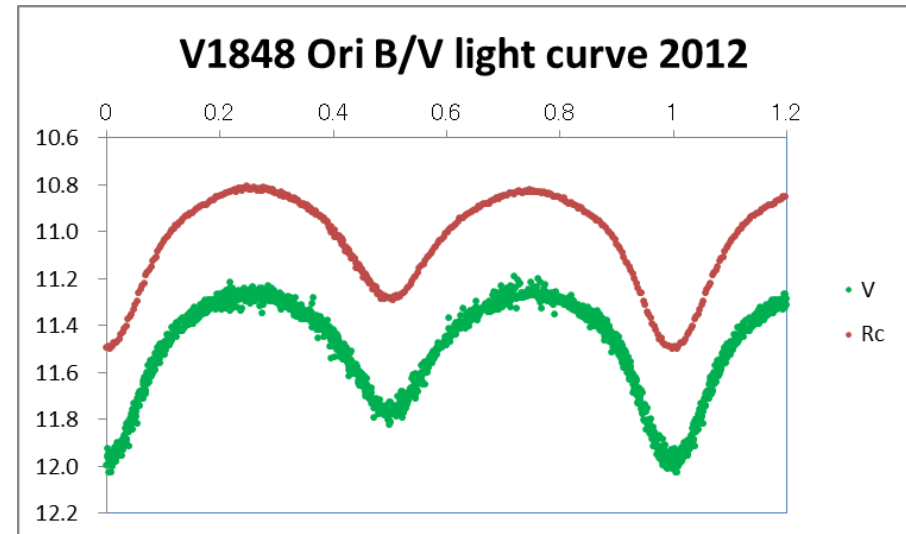
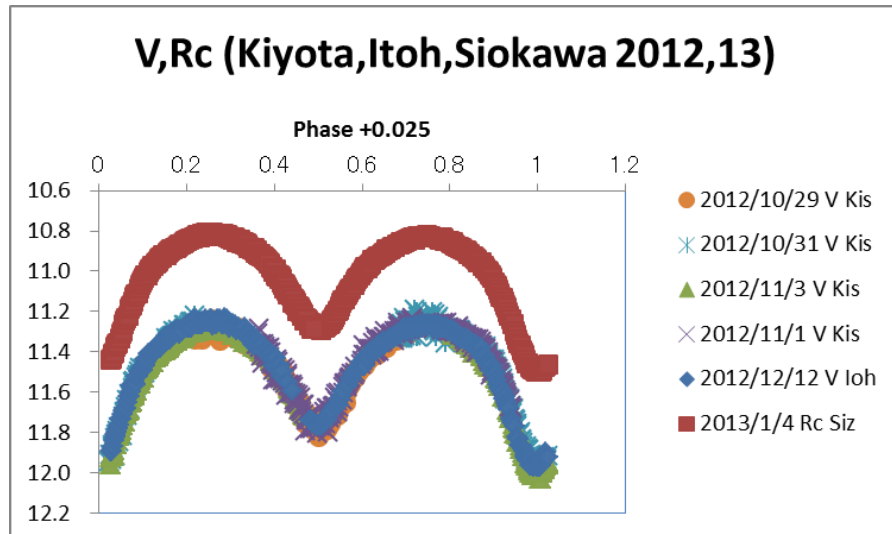
Spot Parameters
Star 0
Co-Latitude=90
Longitude=270
Spot Radius=20
Temp. Factor=1.25

色の変化



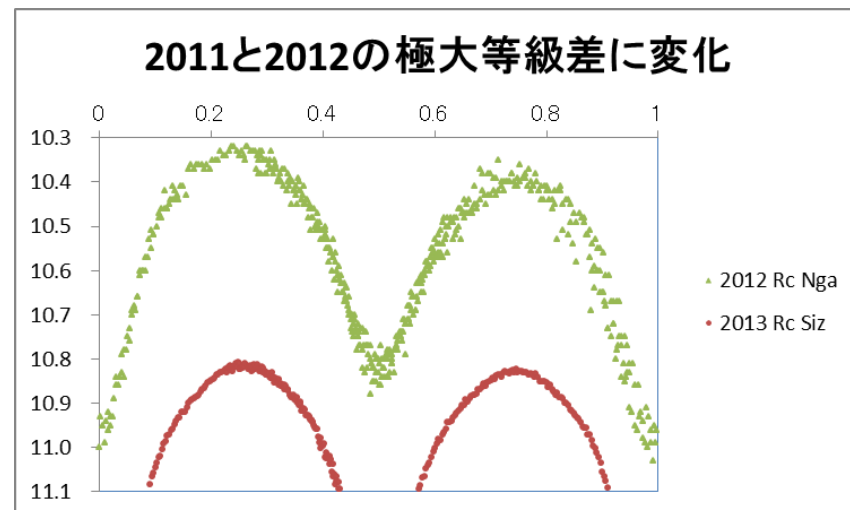
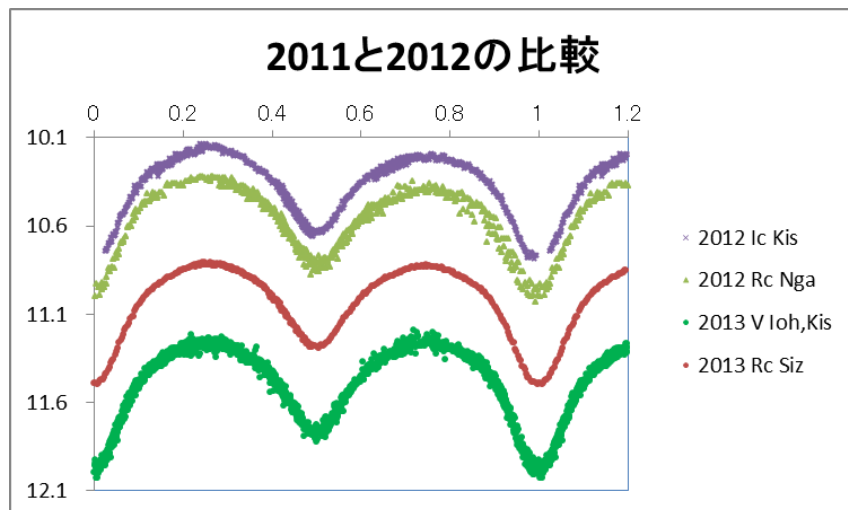
- ・ ROTSE1(GSC 107-596, NSVS 12310076, 2007)では色変化が無いとされていた
 - － しかし、色変化はありそうだ (2012年 変光星観測者会議)
- ・ 2012/12に多色測光(Nagai, 2012/12) フィルターホイールの借用
 - － 色は変化している $\Rightarrow T1 \neq T2$
 - － $B-V \text{ pri.} = +1.05$, $B-V \text{ sec.} = +0.99$
- ・ $T1 = 4774K$ (assumed)

2012/10～2013/1の測光



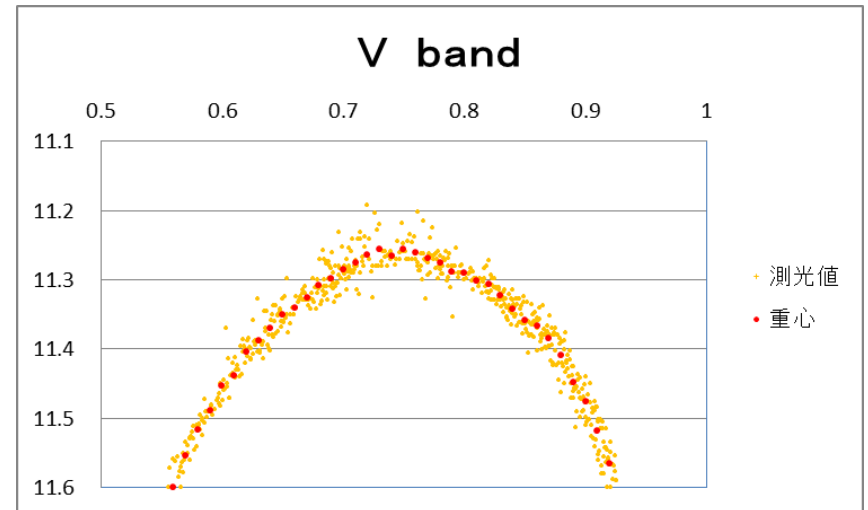
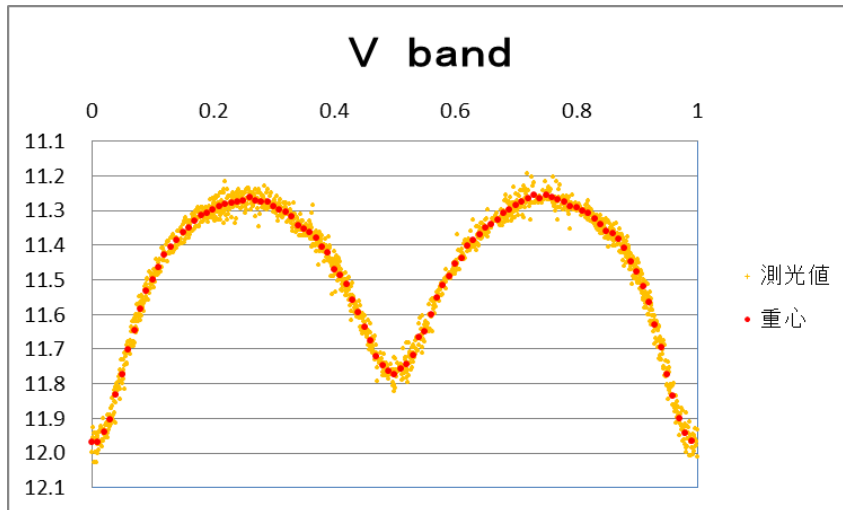
- Nagai(2012/12)以外の測光観測
 - V band ⇒ Kiyota, Itoh
 - Rc band ⇒ Siokawa
- これらの測光データを用いてWD-codeでRoche model解析

2011と2012の光度曲線変化



- 第1極大の方が明るい
- その明るさの差に変化が見られる
 - 前回も極大等級の変化を報告
 - ASAS-3は2001/3～2009/11、V band、max IIが明るい
 - VSOLJは2011/12～2012/1、Rc & Ic band、max Iが明るい
 - 2007年のROTSE1(R band)には歪が無い

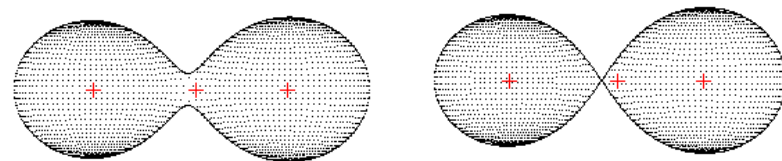
V band LC



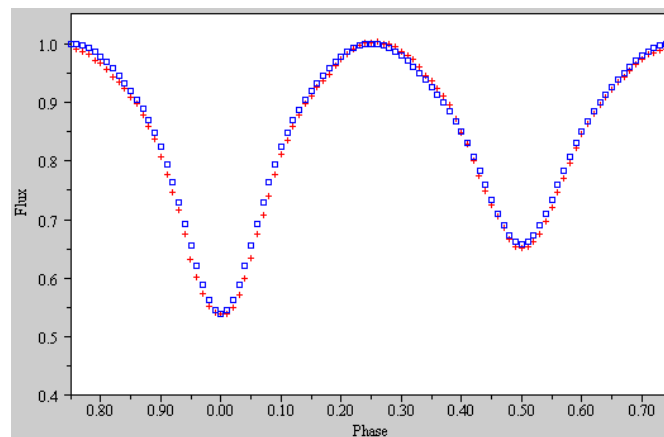
- 第2極大の測光に歪
 - REALでは無い
 - V bandのRoche model解析は参考値とします

Roche model (Spot無し)

	New		Old
color	V	Rc	Ic
mass ratio	0.9	0.9	0.8
fill out	0.1	0.1	0.0
inclination	76.5	75.5	75.0
T1 (K) assumed	4774	4774	9170
T2 (K)	4400	4340	7600
Gravity	0.32	0.32	1.0
limb dark	0.5	0.5	0.5
reflection	0.5	0.5	1.0
spot			star1
latitude			90
longitude			270
radius			20
temperature			1.25



Light curveが同じでも
重力減光や反射率が違うと少し違ったモデルになる



Rc bandの光度曲線
赤が観測値、青が計算値

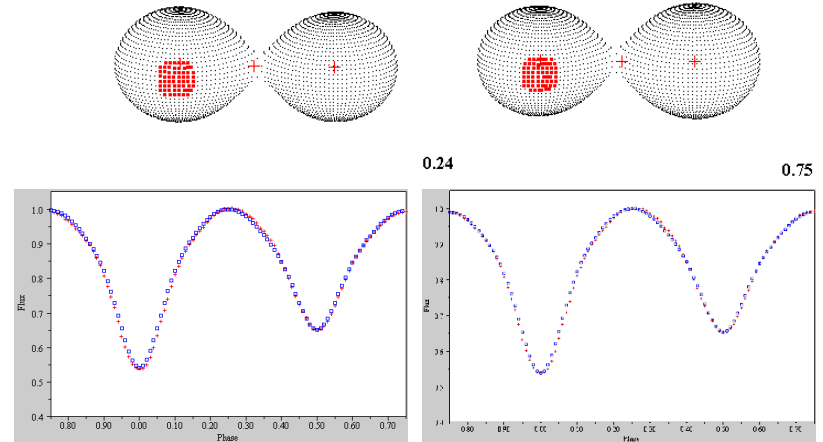
Roche model (Spot有り)

	New			Old
color	Rc	Rc	Rc	Ic
mass ratio	0.9	0.9	0.9	0.8
fill out	0.1	0.1	0.1	0.0
inclination	75.5	75.5	75.7	75.0
T1 (K) assumed	4774	4774	4774	9170
T2 (K)	4340	4325	4310	7600
Gravity	0.32	0.32	0.32	1.0
limb dark	0.5	0.5	0.5	0.5
reflection	0.5	0.5	0.5	1.0
spot		star1	star2	star1
latitude		90	90	90
longitude		270	270	270
radius		20	20	20
temperature		1.01	0.95	1.25

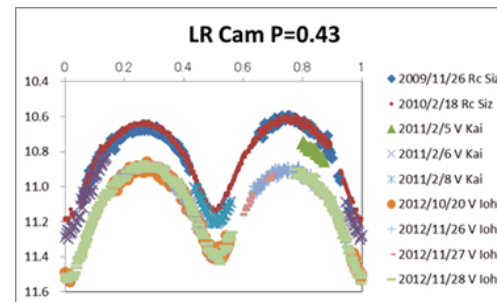
Hot Spot

Cool Spot

T1が固定なのでT1-T2が大きくなってしまう

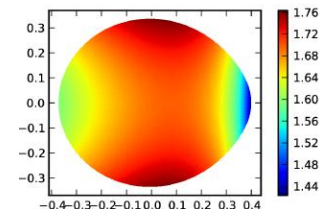


左は主星にHot Spot、右は伴星にCool Spot



極大光度に差が有る例は多い
その差が変化する例は少ない？

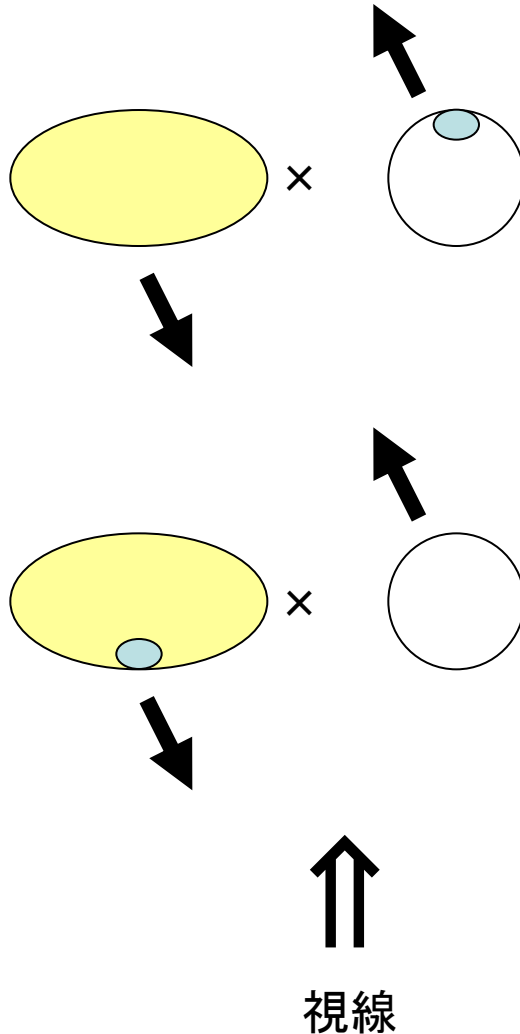
V1848 Oriは変化している



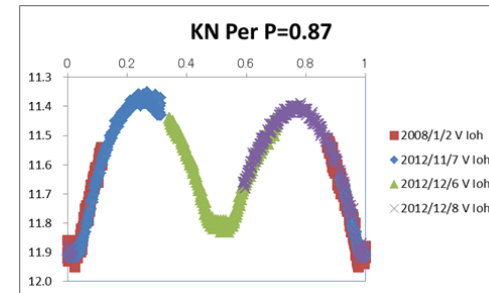
重力減光によるHot spot
楕円形状で説明される

重力の集中の仕方(密度)で数値化される
通常、近接連星ではpoleが明るく、backが暗い

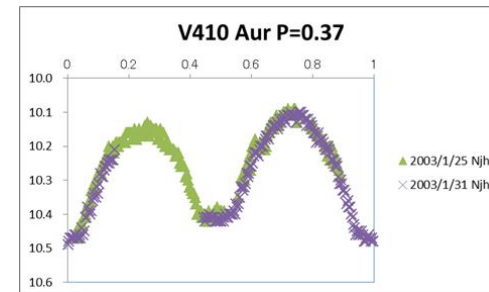
重力減光による極大の違い



第1極大が明るい



第2極大が明るい



短周期の多い接触系ではsideに
重力減光による増光の効果が現れる場合がある

どっち？

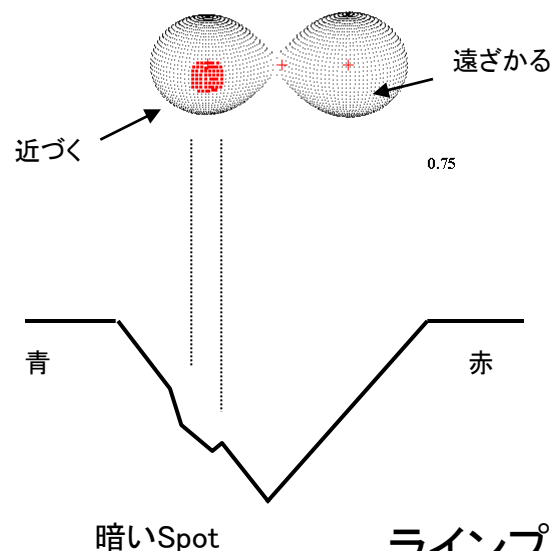
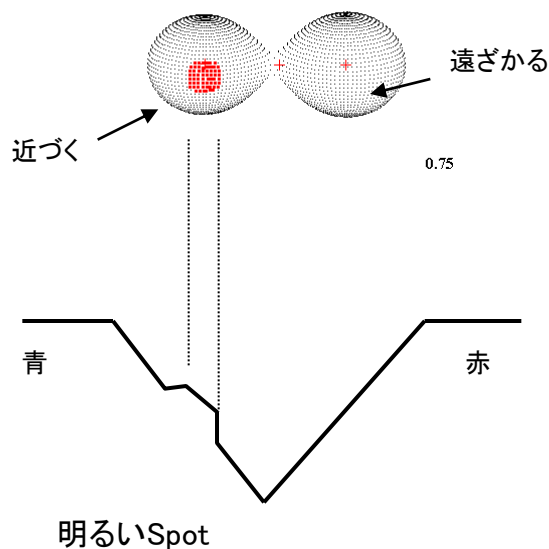
- 高温斑点か？ 低温斑点か？

- より詳細な解析を行って別な黒点を探す
- 黒点の移動を測光観測で検出する
- 分光で決着したい → が、しかし11等
- ヒント！ 色によって極大の明るさが違う

} 今と違う位置の黒点を探す

$$T_{local} = T_{eff} \left(\left(\frac{g}{g_n} \right)^\alpha \right)^{0.25}$$

もう一度、多色測光



ラインプロファイル

おおぐま座W型連星(EW)の 光度曲線の変動

岡崎 彰

変光星の測光観測

測光観測とは、明るさ(と色)を測定すること

変光星の場合

- 時間変化を追跡する ⇒ 望遠鏡の占有が有利
- 明るい変光星も多い ⇒ 小望遠鏡でも活躍できる
- 変光星の数が多い ⇒ 多くの人手が必要
- 測定精度に応じた意義
⇒ 高価な装置がなくてもOK

アマチュアが小望遠鏡で学問的に貢献できる領域

おおぐま座Wの発見

1903年 Muller and Kempf

天空の一定領域の恒星の明るさを探査する
ために網羅的に観測を実施

→ 「異常な短周期変光星」として発見
変光周期 “ほぼ4時間”

原因は

可能性1: 輝度が一様でない恒星が自転

可能性2: 楕円体の恒星が自転

可能性3: 2つの恒星が互いに隠しあう

Muller and Kempf (1903)

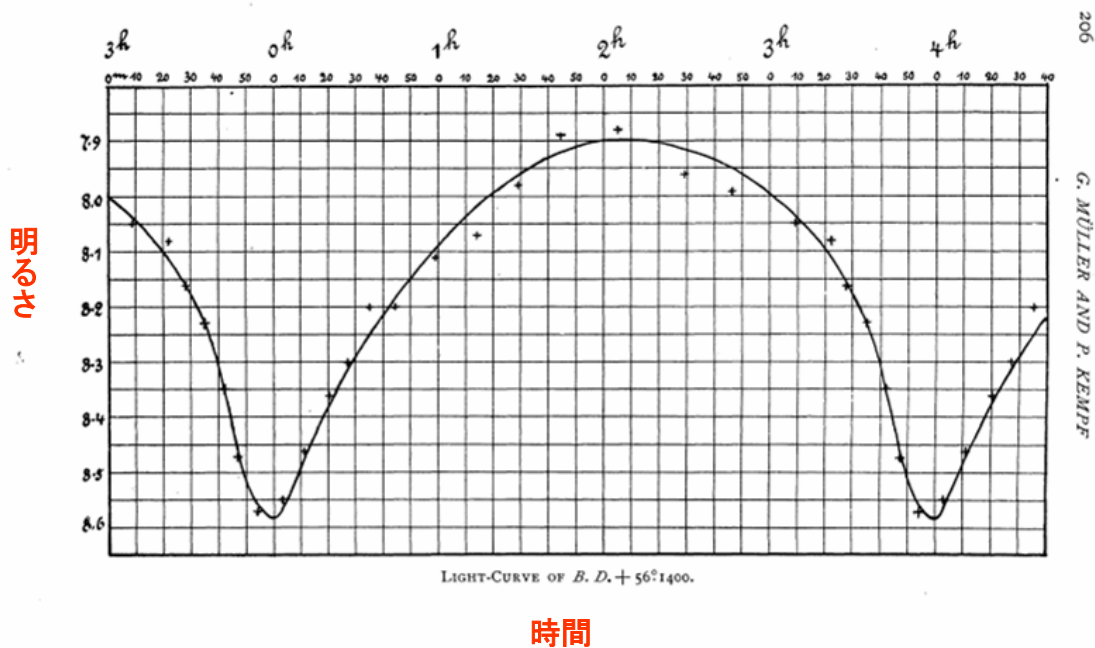
周期が異常に短い, 新しい変光星

A NEW VARIABLE STAR OF UNUSUALLY SHORT PERIOD.*

By G. MÜLLER and P. KEMPF.

In the course of the zone observations for Part III of the Potsdam *Photometric Durchmusterung* it appeared that the two regular measures of the brightness of the star of the seventh magnitude *B.D.* +56° 1400 ($\alpha = 9^{\text{h}} 36^{\text{m}} 44^{\text{s}}$; $\delta = 56^{\circ} 24'.6$ [1900]) in 1899 and 1901 differed from each other by an amount greater than that considered permissible for this *Durchmusterung*. Although the revision observations in the period from April 19 to June 4, 1902, left no doubt as to the variability of the star, they nevertheless gave no indication as to the character of the variation. The measures were continued until the end of July, 1902, and later resumed after the appearance of the star in the eastern heaven, without our succeeding in detecting the character of the variation. It was not until the 13th of January of this year, when the star was several times observed during a period of three hours in the course of the evening, that a decline and rise of the light could be established and the time of minimum approximately determined as about 23^h 00^m Potsdam M. T. This

Muller and Kempf (1903)



おおぐま座W型食連星（EW）とは

1912年 Russell

食連星として光度曲線を解析

当時は必ずしも広く受け入れられなかった

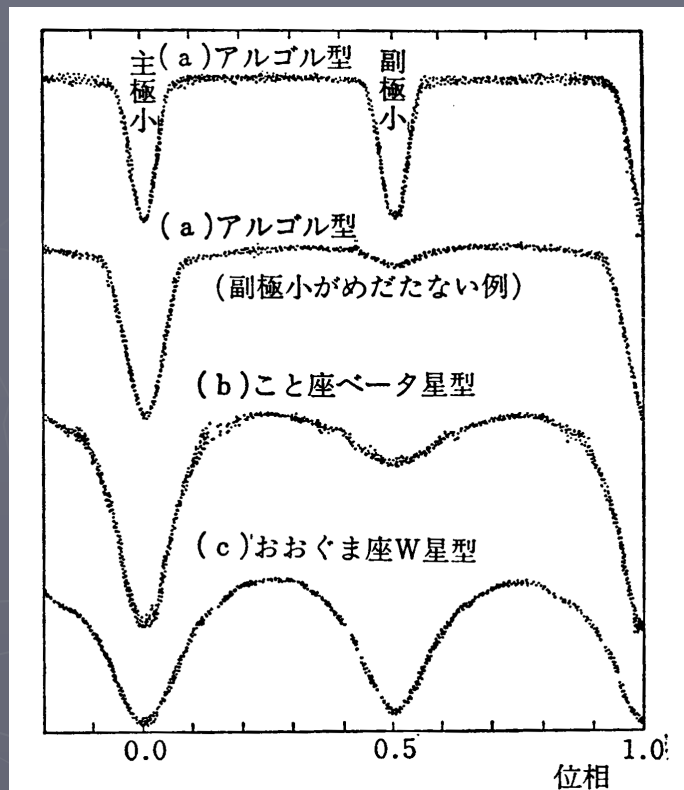
1919年 Adams and Joy

スペクトル観測で視線速度を測定

公転周期8時間の連星であると確認

光度曲線による分類

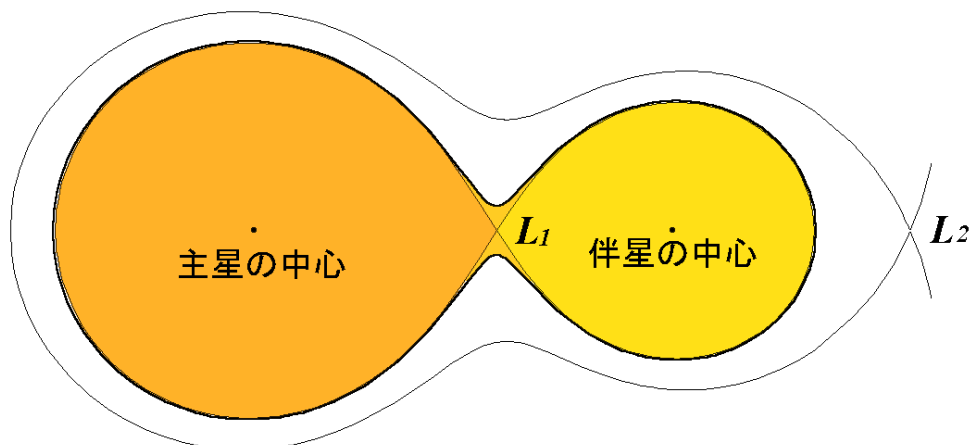
- ・ アルゴル型
- ・ こと座 β 型
- ・ おおぐま座W型



食連星の光度曲線

山崎篤磨, 北村正利「恒星の世界」, p.185

おおぐま座W型(EW)は 過剰接触連星



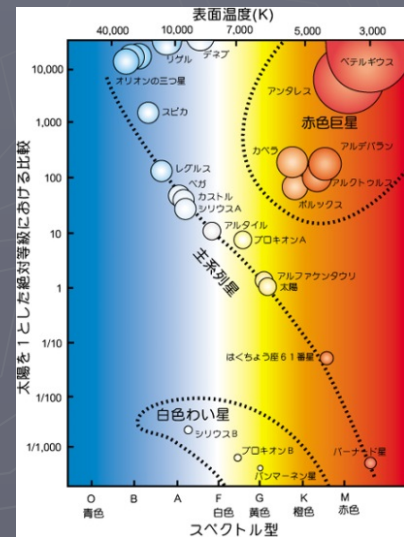
おおぐま座W型(EW)

同じようなタイプの連星が数多く見つかる

→ 「おおぐま座W型 (W UMa type)」

と名付ける

- ▶ 公転周期は半日程度
- ▶ スペクトル型は, 主星・伴星ともほとんどF型かG型
- ▶ 主星・伴星とも**ほぼ**主系列星

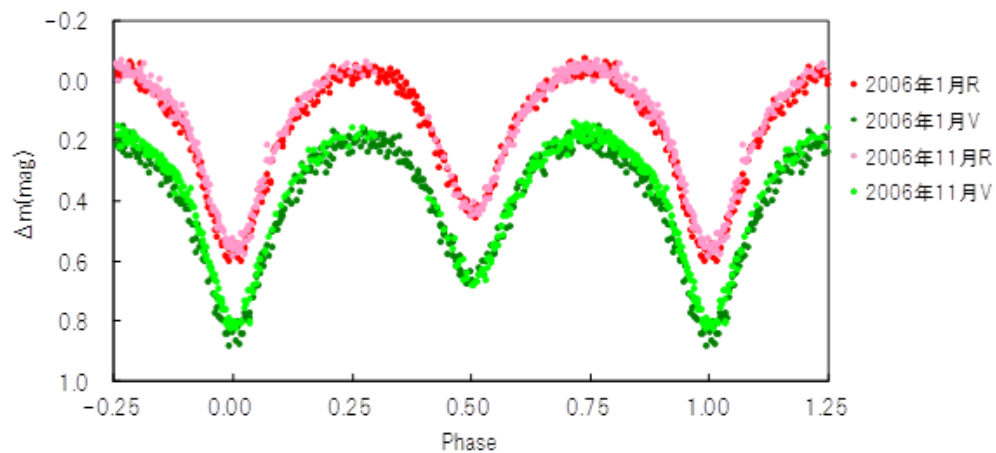


おおぐま座W型は活動的

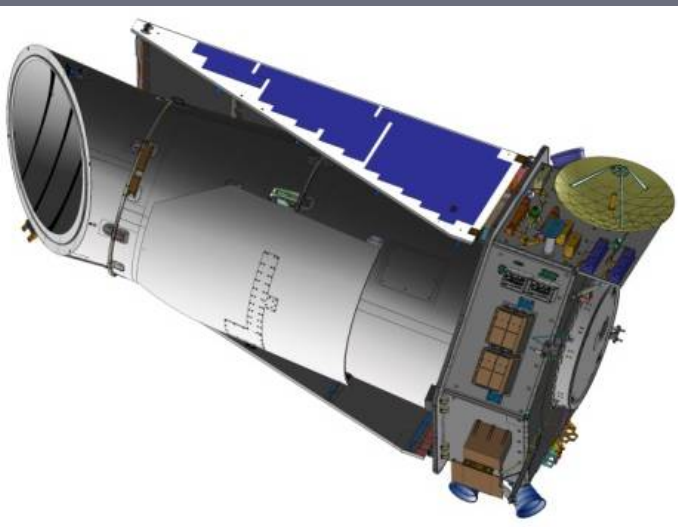
- ・光度曲線が非対称、時間変動するものが多い
- ・X線、電波を検出
- ・公転周期の不規則変動

→ 黒点・彩層・コロナなどが発達
(りょうけん座RS型と同様)

AO Cam 光度曲線の変動？



惑星探査用の高精度測光データ



KEPLER衛星の公開データ 2009年～

2700個余りの食連星の測光データ

Kepler Data Search

FAQ

Kepler Science Center

Search & Retrieval

Documentation

Data Release Notes

Data Reduction & Analysis

Related Sites

Publications/News

MAST Services

Images

Data Use Policy

Acknowledgments

Kepler Eclipsing Binaries (Revision 3)

(downloaded 29 Jan, 2013)

This page lists the third revision (Beta) of the Kepler Eclipsing Binary Catalog as updated 8 January 2013. Columns missing data will be populated in the near future as the Eclipsing Binary team at Villanova finish their analysis. Note a few targets with multiple periods have multiple entries. For more information and updates, visit the [Villanova Eclipsing Binary web site](#). The previous release is described in [Matijevic et al 2012 AJ 143.123](#)

Display Column Headings/Notes:

Number of entries = 2708

- To see available observations, click on Kepler ID entries below.
- Click on the "Morph" entries to display (long cadence) light curve plots and fits provided by the Villanova Eclipsing Binary Catalog web site.
- Click on Kepmag entries to see target overview provided by the Villanova web site.
- Click on column headings to sort values.

Kepler ID	Morph	BJD0	Period (days)	Kepmag	T2/T1	p1+p2	q	esinw	ecosw	FF	sin i
1026032	0.14	54966.773813	8.460438	14.813							
1026957	0.02	54956.017106	21.761306	12.559							

測光データ

観測時刻: Barycentric Julian day

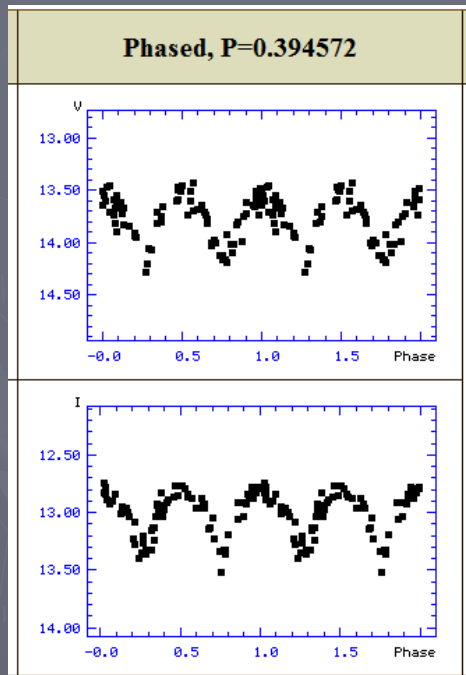
明るさ: elentron/s

波長範囲: 4200 – 9000Å

観測モード: Long and Short Cadence
(29.4 min and 58.86 s)

次のEWのデータを調べてみた

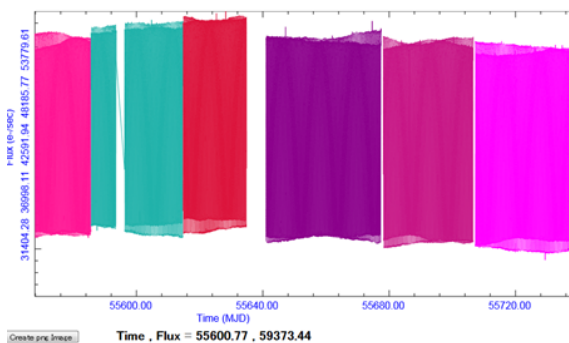
KID 02717141



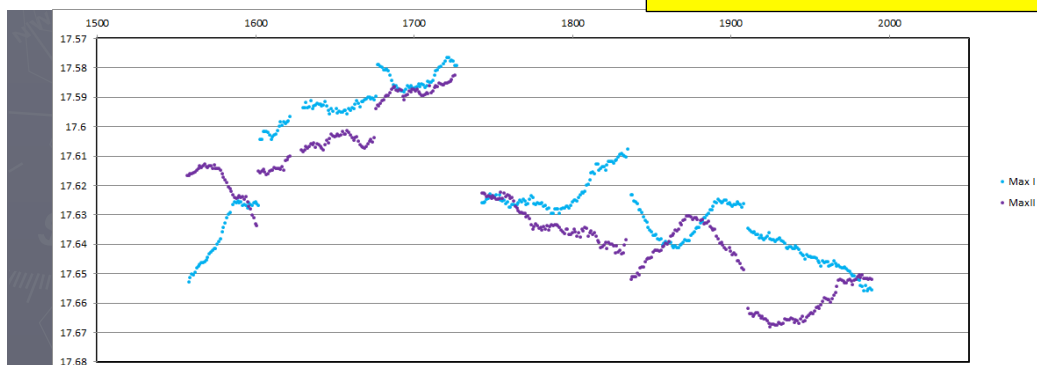
地上からの
ASAS Survey
の光度曲線
V(上)とI(下)

実は、Keplerデータをそのまま
利用するにはちょっと問題が...

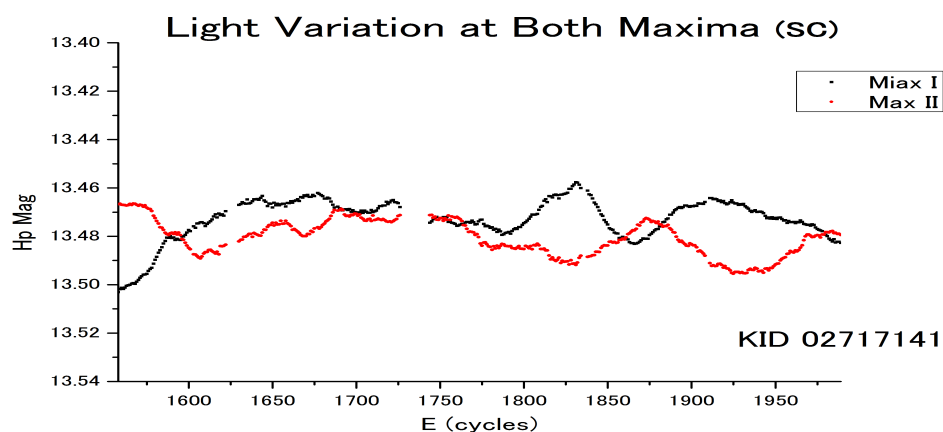
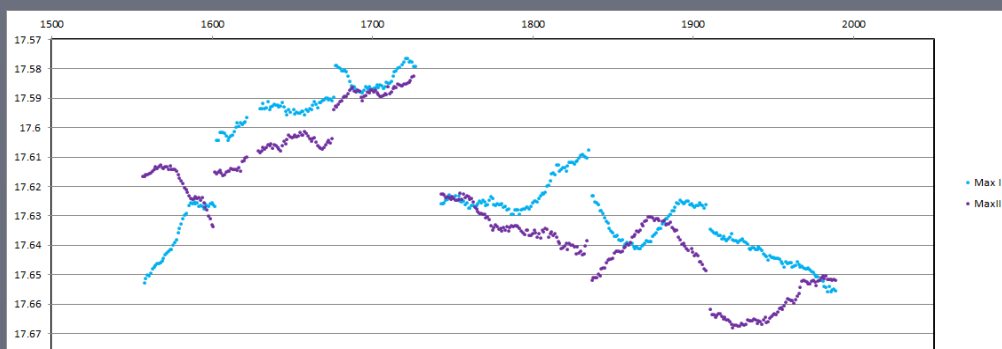
scale factors (set to 0 to remove):
KPLR002717141-2011024051157.SC:1.00 KPLR002717141-2011053090032.SC:1.00 KPLR002717141-2011073133259.SC:1.00
KPLR002717141-2011116030358.SC:1.00 KPLR002717141-20111145075126.SC:1.00 KPLR002717141-20111177032512.SC:1.00



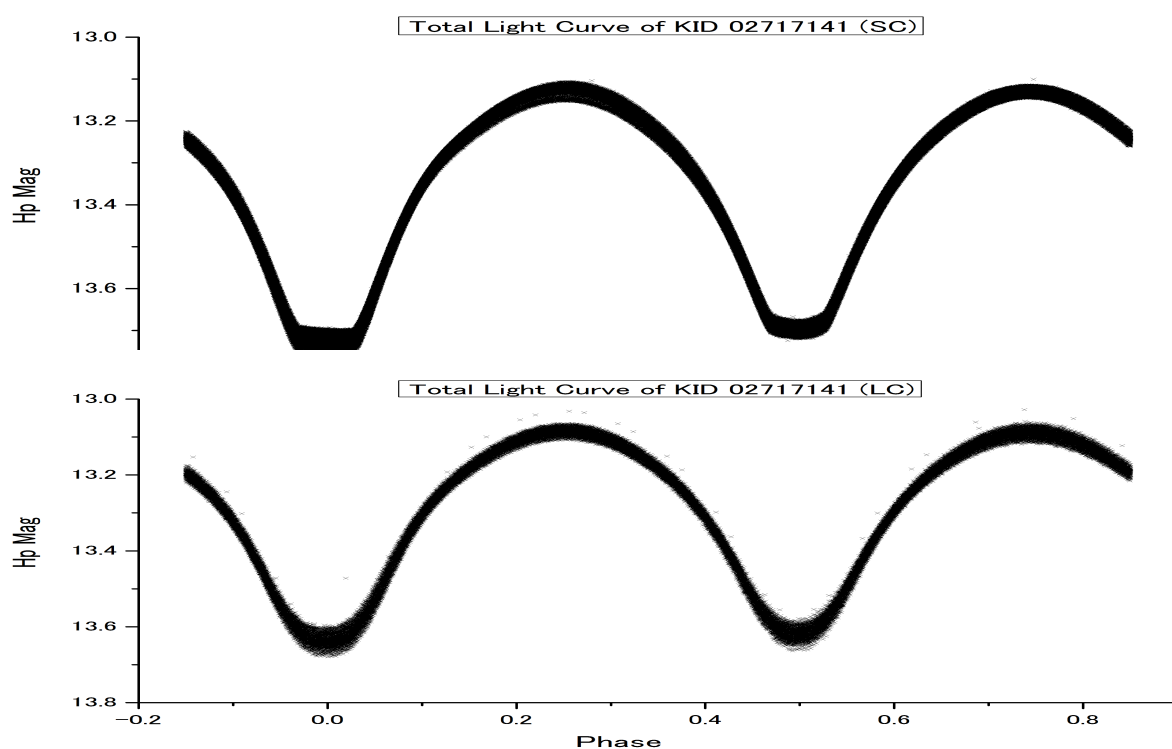
観測期と次の観測期との間に
ギャップが存在する。
簡単に補正するのは難しそう。
そこで、位相 0.00, 0.25, 0.50,
0.75の平均 (1周期をならす代
わり) 明るさは一定と仮定した。



観測期の間の系統差の解消例 (KID 02717141)



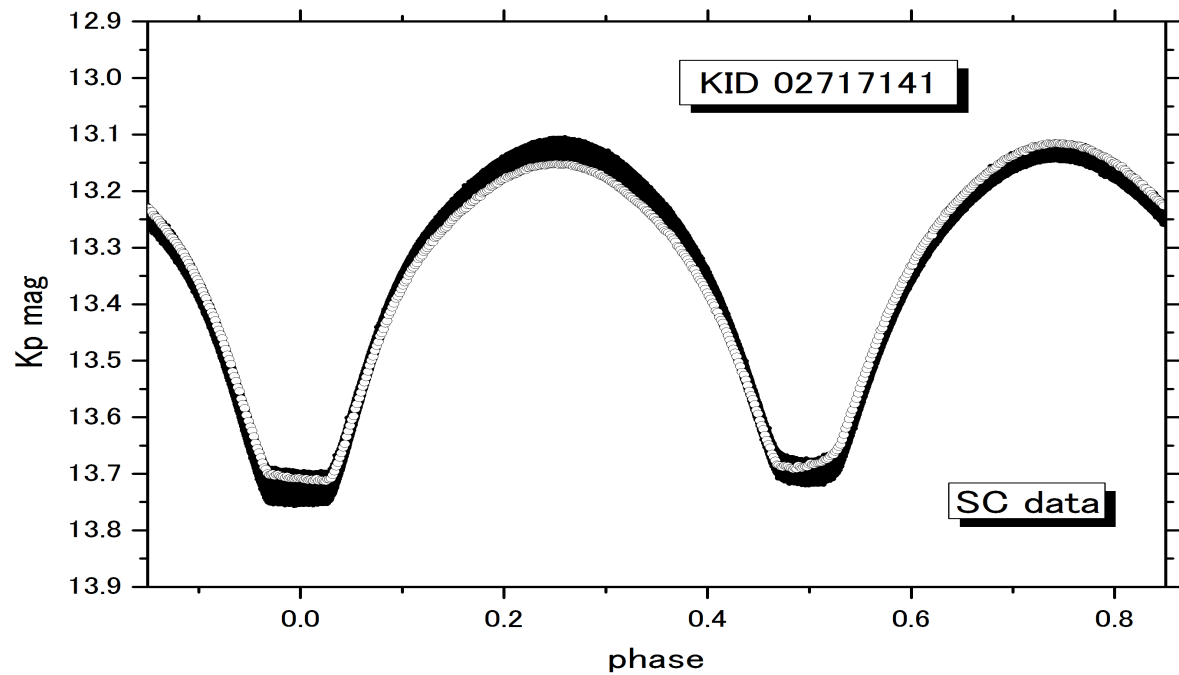
KID 02717141 (光度曲線)



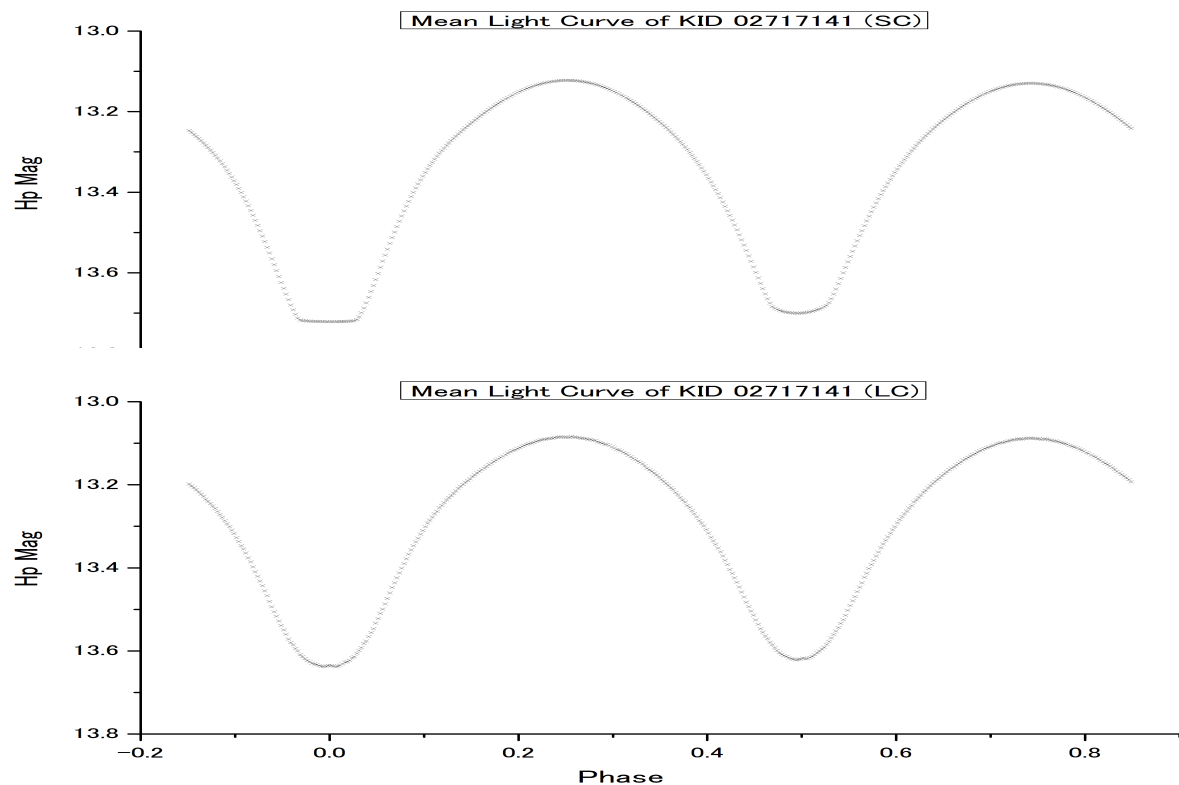
KID 02717141

光度曲線は変動している！

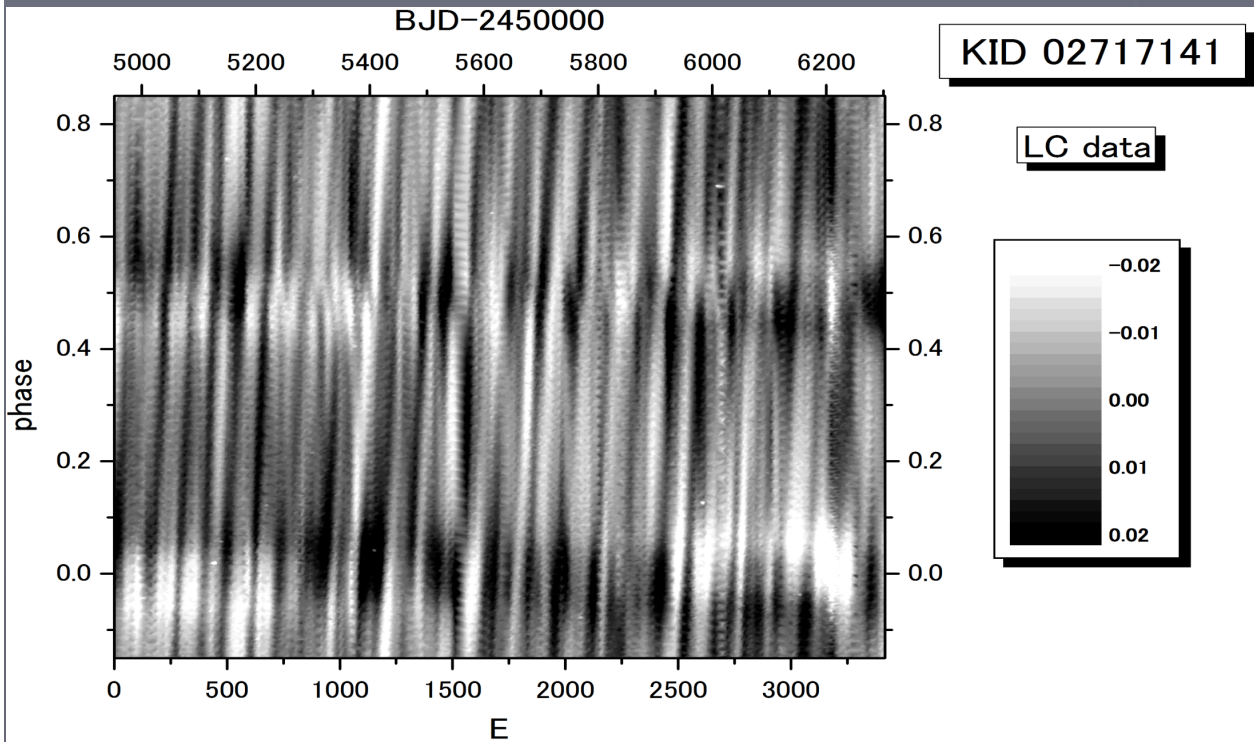
図中の白丸は、ある1公転の光度曲線を表す。



KID 02717141 (平均の光度曲線)

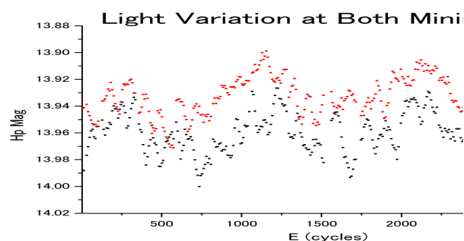
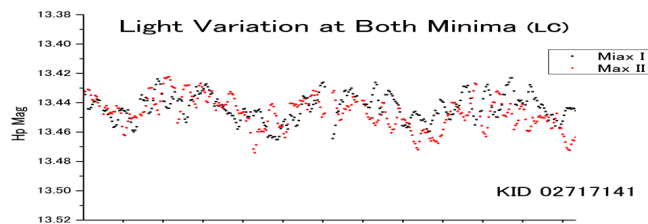


光度曲線の長期変動(各位相の明るさの「平均」との差)
縦軸は位相、横軸(下)は観測起点からの公転回数
「平均」と比べて、白いほど明るく、黒いほど暗い

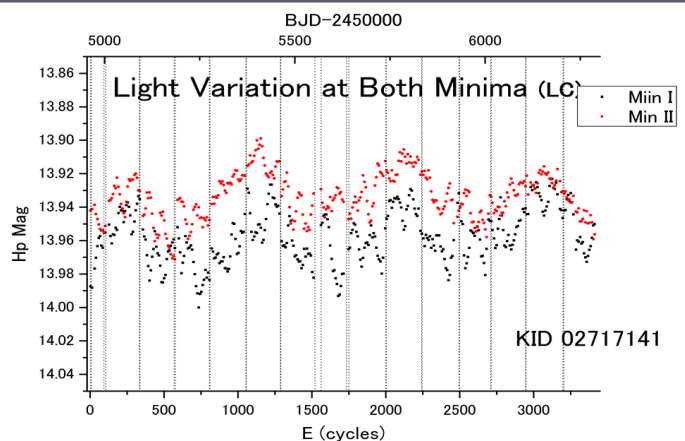


追記#1 発表時には下記のスライドが続きましたが...

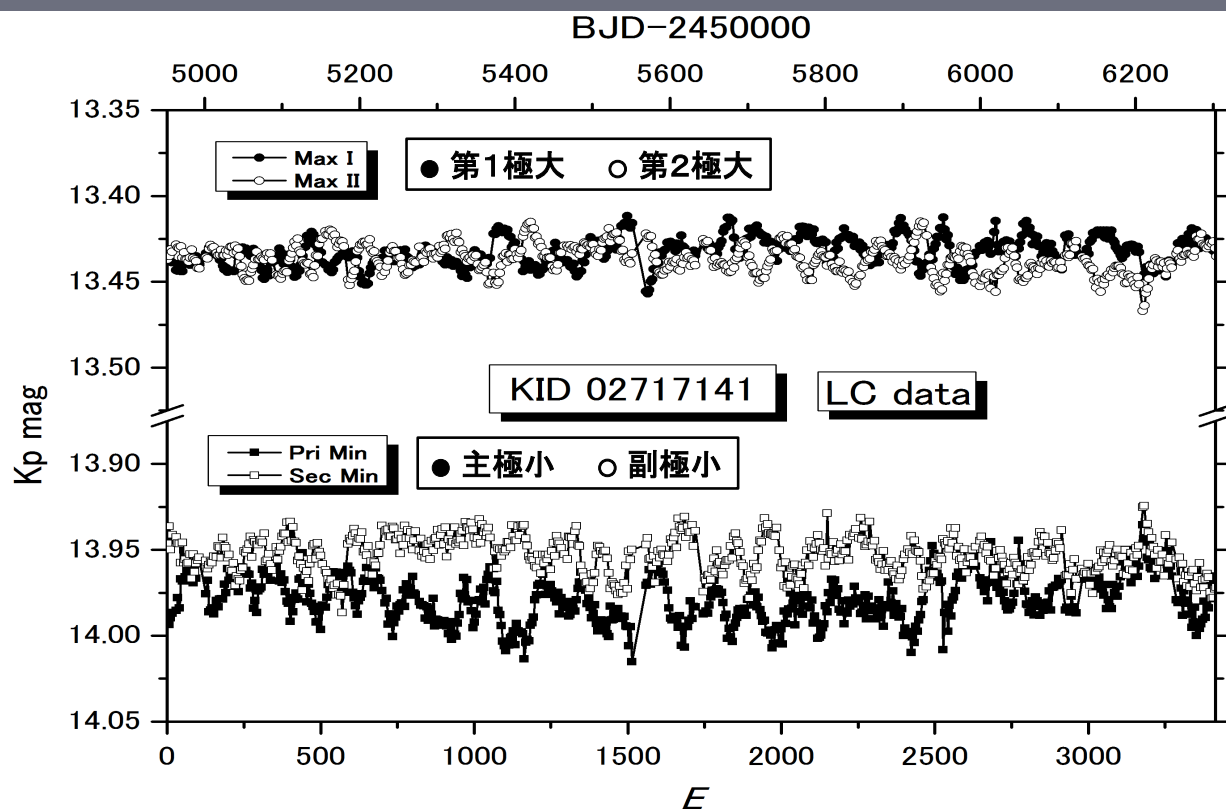
極大(上)と極小(下)の明るさの長期的変化(?)



Keplerデータの系統誤差が残っている?



追記#2 観測期間ごとのデータの系統的な食い違いの補正方法を改良した結果、この問題はほぼ解消しました(下図)。



Ia型超新星SN 2012htの可視光観測

変光星観測者会議 2013/06/22-23 @工学院大学
大阪教育大学 天文学研究室
川端 美穂

1. ABSTRACT

2012年12月18日に、Ia型超新星SN 2012htが発見された。発見日の2日前には限界等級が報告されており、爆発後もない時期から観測が開始された超新星である。我々は大阪教育大学天文台51cm反射望遠鏡を使用し、2012年12月24日から約100日間にわたり、多色測光観測を行った。今回、SN 2012htの観測結果を報告する。

2. INTRODUCTION

2.1 超新星とは

超新星とは、星がその一生の最後に大爆発を起こす現象のことである。最も明るいものでは-19等以上にも達する。古くから出現例が記録されており、現代では大型望遠鏡のサーベイによって年間の発見数は300~500前後の超新星が発見されている。また天文愛好家による超新星発見も数多い。

2.2 超新星の分類

超新星をはじめとする突発天体が発見されると、分光観測が行われる。超新星はスペクトルの特徴により、いくつかのタイプに分類される。最大光度時に水素線がなく星の違いが少ないI型と、水素線があり個性が強いII型に大きく分類される。I型ではケイ素の吸収線が強いIa型、ケイ素の吸収線が弱くヘリウム吸収線が見られるものをIb型、ケイ素やヘリウムも見られないものをIc型と細分類されている。Ia型超新星は楕円銀河を含むあらゆる型の銀河に出現するが、それ以外の超新星は星形成が活発な銀河でしか発見されていない。このことから、Ia型超新星は近接連星系中の白色矮星が、それ以外の型の超新星は大質量星が爆発したものであることが分かる。

2.3 Ia型超新星

Ia型超新星は、白色矮星がチャンドラセカール限界質量(約 $1.4M_{\odot}$)に達した時、核爆発の暴走が起こることによって引き起こされると考えられている。爆発時の質量がほぼ均一なので、絶対等級がほぼ等しい。明るいものほどゆっくり減光し、暗いものほど速く減光し、絶対等級と光度曲線の変化には相関があることが知られている。そのため、光度変化から距離の推定が可能となり、宇宙論的な距離における標準光源に使われる。しかし、伴星からのガスが降着して白色矮星の質量が増加し、チャンドラセカール限界質量になるSingle Degenerate説、二つの白色矮星からなる連星系で、両者が合体することによりチャンドラセカール限界質量となるDouble Degenerate説があり、超新星爆発に至るまでの進化経路が未解決となっている。

2.4 Ia型超新星SN 2012ht

SN 2012htは2012年12月18日に西山さん、花島さんによってNGC3447のそばで18.6等で発見された(CBET3349)。また、この2日前には板垣さんによって限界等級が18.8等と決められており、早期から観測できた超新星の一つである。出現位置をFig.1に示す。

3. OBSERVATIONS AND REDUCTION

大阪教育大学51cm反射望遠鏡(カセグレン式、合成口径比F/12)を用いて多色測光観測(B,V,Rc,lc)を行った。また、冷却CCDカメラはDW 436-BV(Andor社)とST-10XME(SBIG社)を使用している。

観測期間としては2012年12月24日~2013年4月26日まで行った。ただし、データ化したものは2013年3月31日までの全60夜のデータとなっている。

データ解析には天体画像処理ソフトIRAFを使用した。一次処理としては、Dark及びFlat補正を行った。

また、銀河の近くに超新星があるため、測光する際には銀河によるコンタミネーションを取り除く必要がある。そこで、測光方法としては、PSF測光(Point Spread Function fitting photometry)を行った。

Fig.1の星4を比較星、星4が変光していないか確認するために星3を使用した。

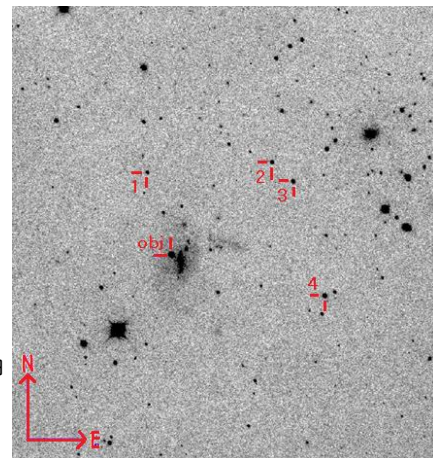


Fig.1 : SN 2012ht in NGC3447

4. RESULTS

観測によって得られた光度曲線をFig.2に示す。比較しやすいように、それぞれBは+1、Rcは-1、Icは-2にシフトさせている。

また、光度曲線から3次関数でフィッティングさせることによって、Bバンドにおける極大日を、MJD 56295.99 $\pm$ 0.2(世界時2013年1月3.9日)と推定した。Bバンドにおけるみかけの等級は、 $m_B=13.1$ 等となった。

今回、母銀河による星間吸収は無視できるため、銀河系の星間吸収のみを考慮した。NEDデータベースより、距離指数 $\mu=31.5 \pm 0.2$ を用いると、Bバンドにおける絶対等級は $M_B=-18.8 \pm 0.2$ 等となった。さらに重要なパラメータとなる $\Delta m_{15}(B)$ を求めた。

$\Delta m_{15}(B)$ とはBバンドにおいて極大時の光度と、極大から15日後の光度の差のことである。SN 2012htでは、 $\Delta m_{15}(B)=1.33 \pm 0.03$ となった。

Ia型超新星はIバンドの光度曲線では2回のピークが見られる。これは超新星が膨張し温度が下がることによって、鉄原子が2階電離から1階電離に遷移する際の放射によるものである。Iバンドのピークの日数の差と $\Delta m_{15}(B)$ に相関があることが調べられており(Elias-Rosa et al. 2008)、SN 2012htにおいても調べてみた。 $\Delta t_{\max}(I)=25.7 \pm 0.6$ 日となった。この $\Delta t_{\max}(I)$ と $\Delta m_{15}(B)$ の関係より求めた $\Delta m_{15}(B) \sim 1.31$ となり、光度曲線より求めたものと一致する。

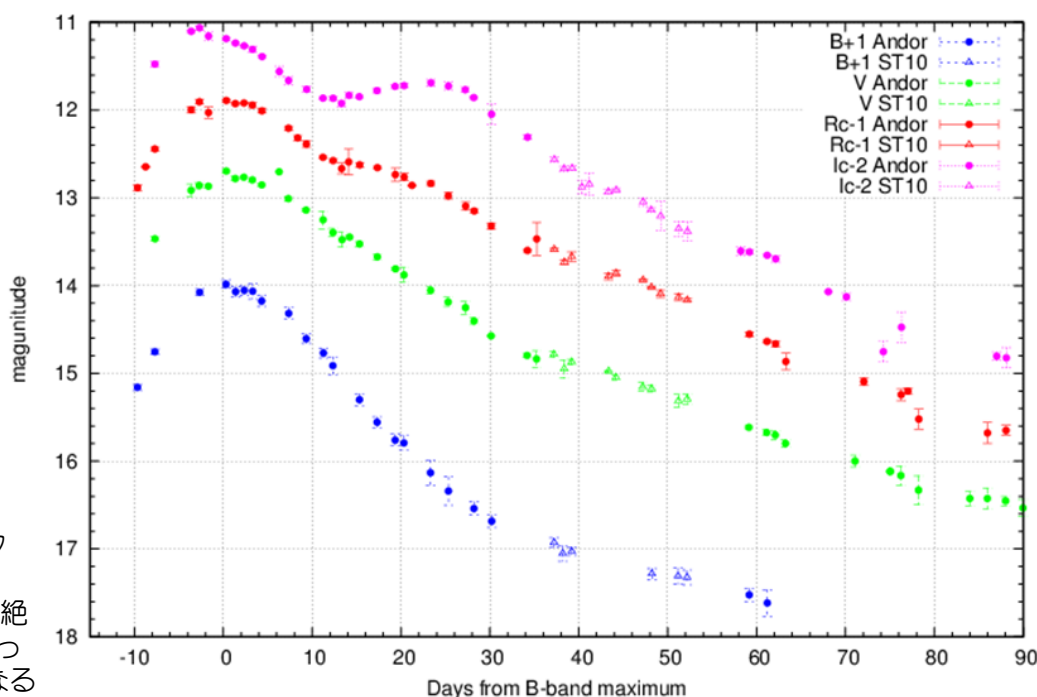


Fig.2 : SN 2012htの光度曲線

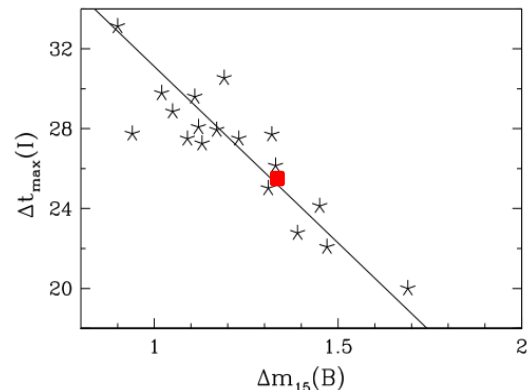


Fig.3 : $\Delta t_{\max}(I)$ と $\Delta m_{15}(B)$ の相関関係

5. DISCUSSIONS

典型的と言われる超新星の絶対等級は $M_B=-19.3$ 等ほど、 $\Delta m_{15}(B)=1.1$ ほどである。絶対等級をみると、SN 2012htは典型的なものよりも、やや暗めの超新星となった。また $\Delta m_{15}(B)$ では典型的な超新星よりも値がやや大きくなっている。 $\Delta m_{15}(B)$ が大きいということは速く減光していくので、絶対等級と光度変化の相関関係を考えると、典型的な超新星よりもやや暗いということになる。

6. SUMMARY

- ・爆発後まもなく発見されたSN 2012htを約100日間にわたり、観測を行った。
- ・絶対等級や $\Delta m_{15}(B)$ を求めると、典型的な超新星よりもSN 2012htはやや暗めの超新星となった。

今回、絶対等級を求めたが、銀河の距離などの不定性もある。今後の課題としては、絶対等級と光度曲線の変化には相関があることを利用し、 $\Delta m_{15}(B)$ から求めた絶対等級と比較することによってさらなる議論を行いたい。

7. REFERENCES

- [1] 野本憲一, 定金晃三, 佐藤勝彦 編, 「シリーズ現代の天文学7巻 恒星」, 日本評論社, 2009
- [2] NED(NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE) HP <http://ned.ipac.caltech.edu/>
- [3] Altavilla, G., et al., 2004, MNRAS, 349, 1344
- [4] Benetti, S., et al., 2005, ApJ, 623, 1011
- [5] Elias-Rosa, N., et al., 2008, MNRAS, 384, 107
- [6] Kasen, D., 2006, ApJ, 649, 939
- [7] Phillips, M. M., et al., 1999, ApJ, 118, 1766

カシオペヤ座V817の2012-2013年 のアウトバーーストの測光・分光観測

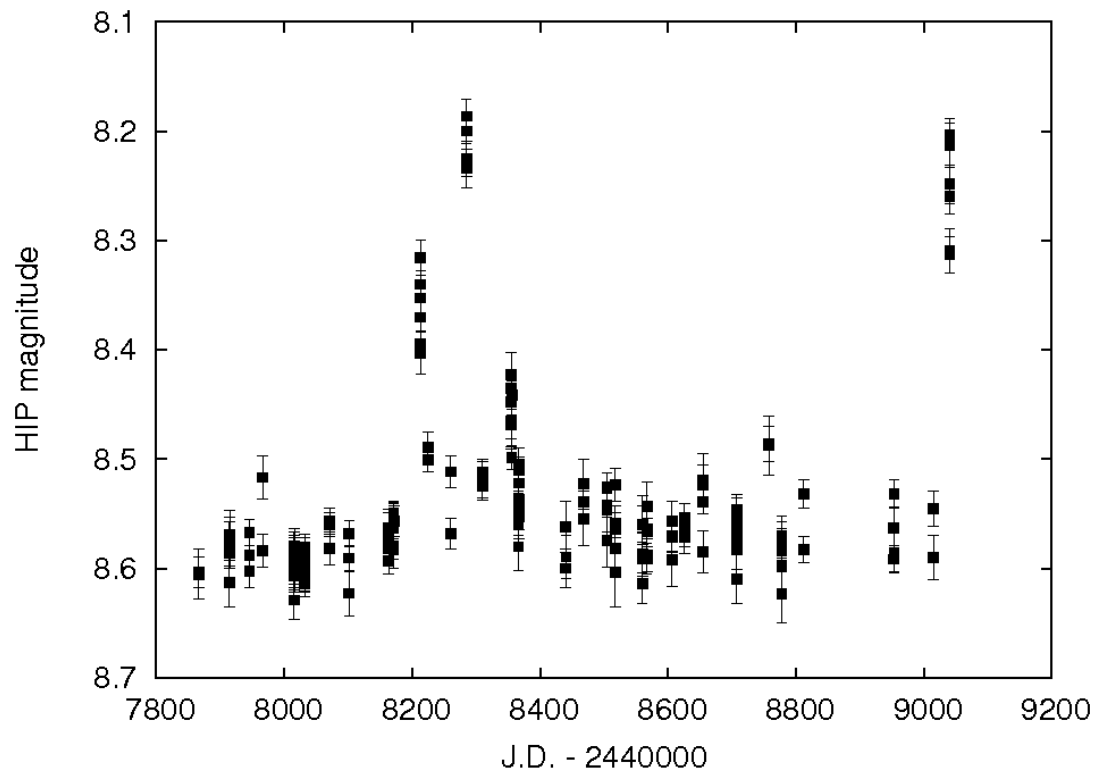
前原裕之(東京大学)

本田敏志(兵庫県立大学)

野上大作(京都大学)

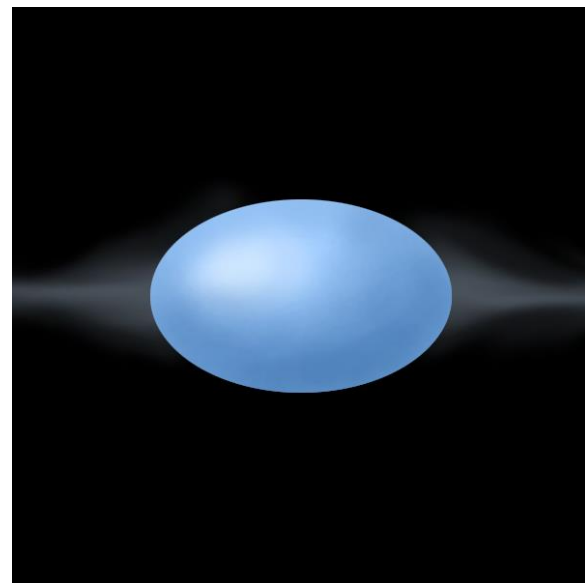
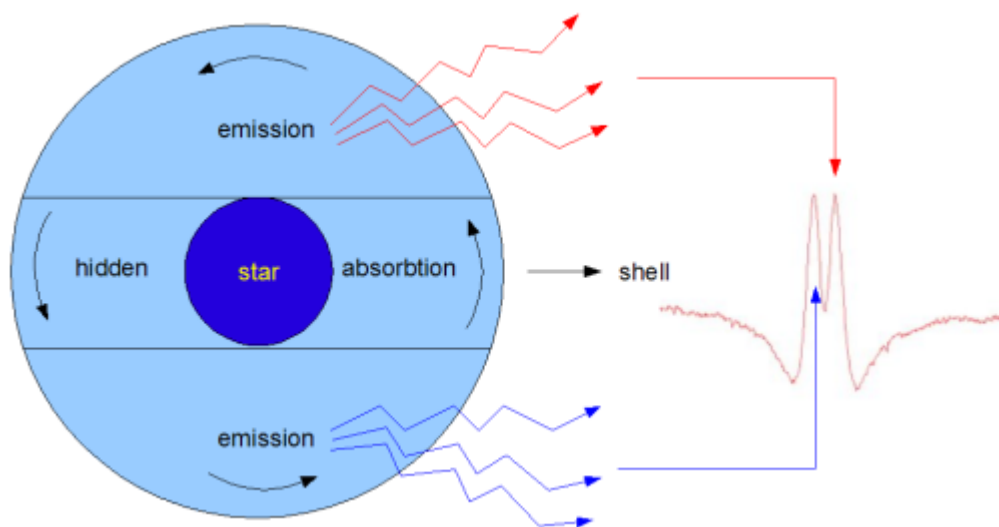
V817 Cas

- V817 Cas = HD223036 = MWC 1083
- Merrill & Burwell (1949) Be星であることを指摘
- Hipparcos衛星の観測で変光が発見された
 - NameList No.74で変光星登録
 - Hubert et al. (2000)で報告があるのみで、変光についての研究はない



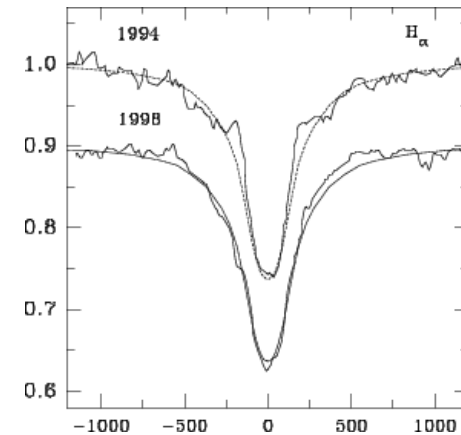
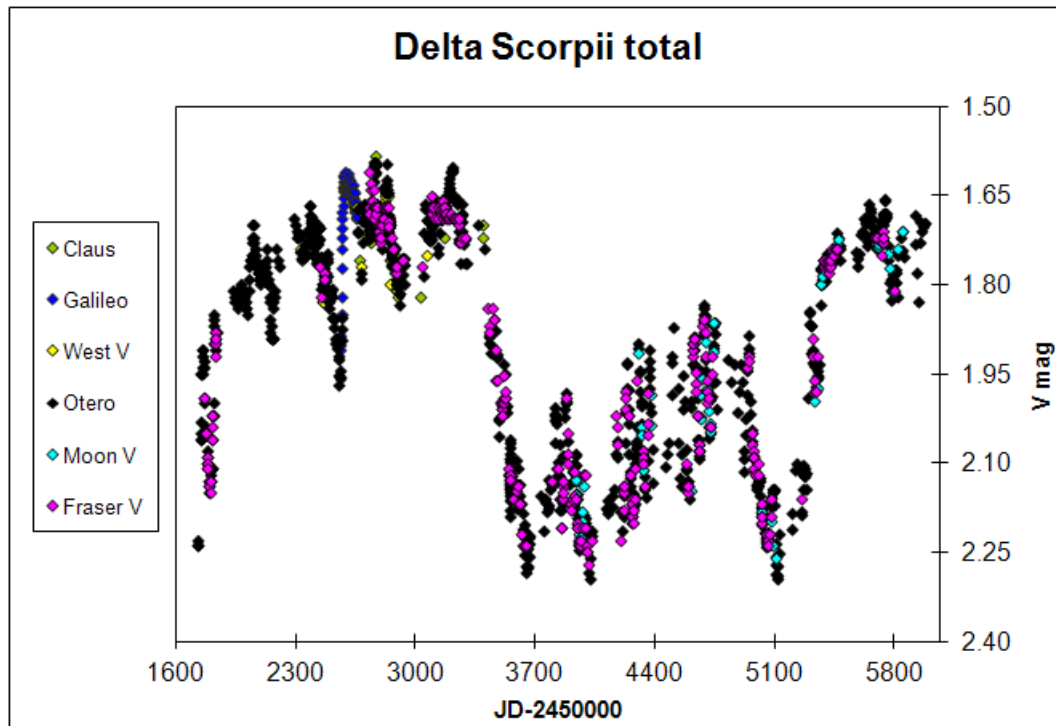
Be星

- バルマー線等が輝線になっている(いたことのある)B型星
 - 自転速度の速い天体 ($v \sim$ 数百km/s)
- 星の周辺に幾何学的に薄い星周円盤がある
 - 輝線は円盤から出ている

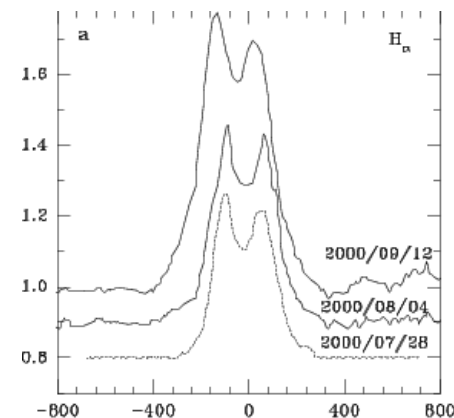


Be星

- 星周円盤の変化に伴って、明るさの変化する天体もある
 - γ Casタイプ
 - 有名な天体としては: δ Sco, γ Cas, BU Tauなど
 - 中性子星と連星系になっている天体 (Be X-ray binary) もある
 - X Per, V725 Tauなど

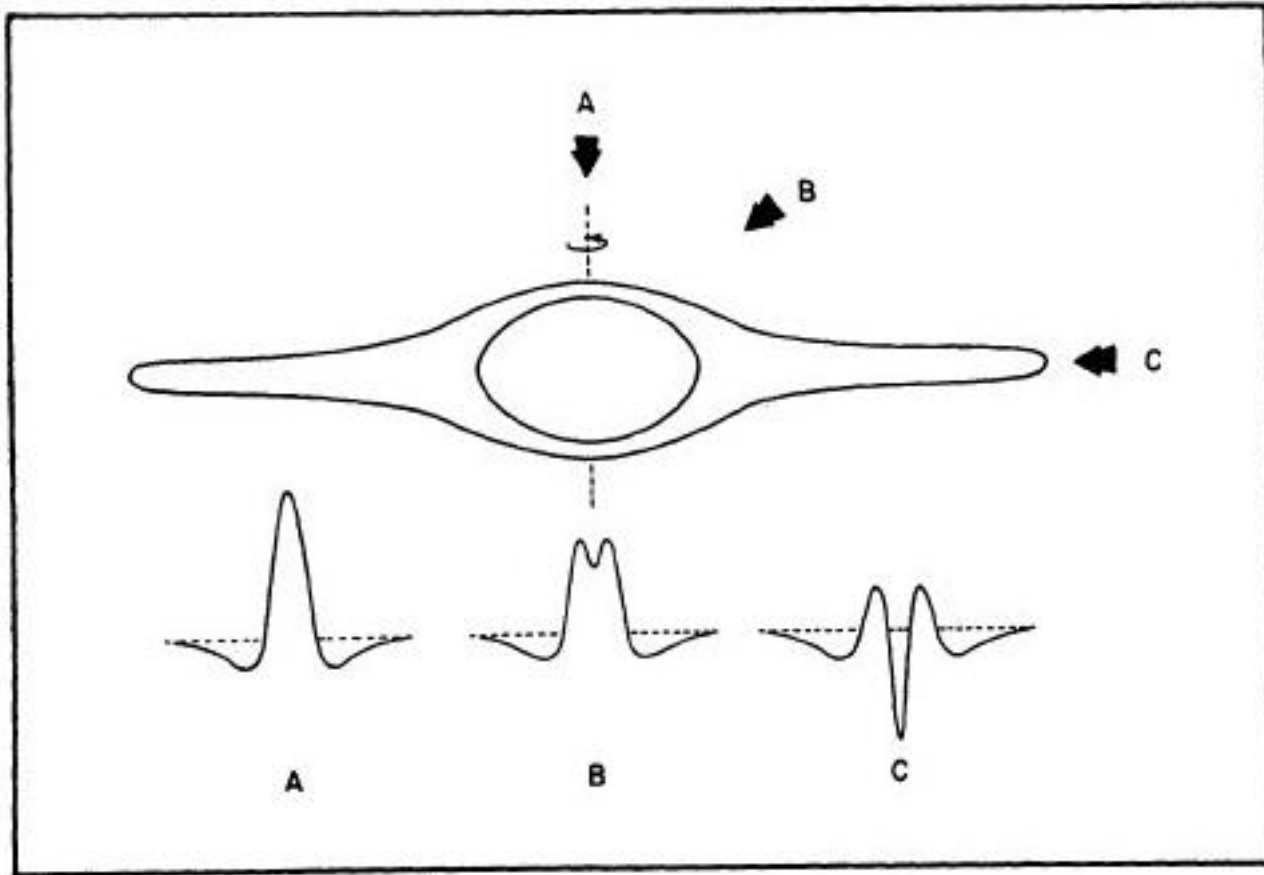


増光前



増光後

Inclination と line profile



Kiso/Kyoto Wide-field Survey (KWS)

- 105mm lens + ST-8XMEによる広視野サーベイ
 - 最初は50mm lens + ST-7Eでスタート
 - 明るい($V_{\text{mag}} < 11$)新星等の突発天体、変光星がターゲット
 - 1視野5度 $\times$ 7.5度、1晩で10000平方度をサーベイ
 - 2010年12月から現在までに約2.2億件のデータを取得
 - 2013年5月からはVとIcの2色同時撮像



2010年12月-2012年3月



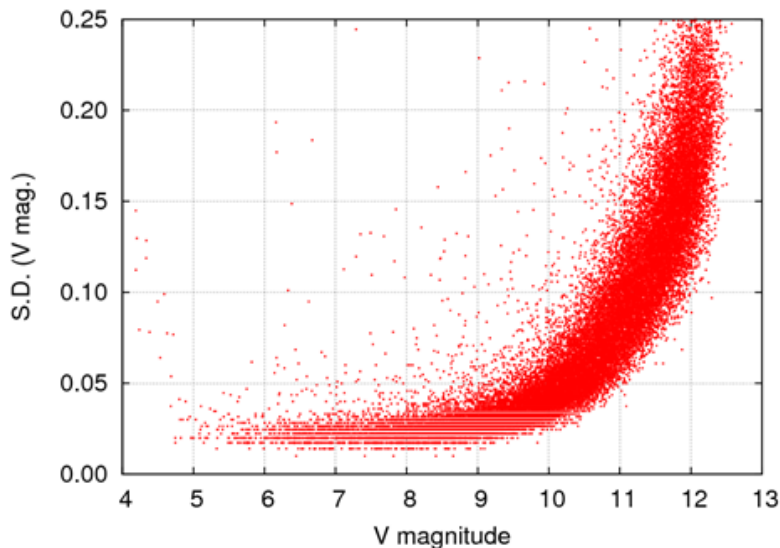
2012年3月-2013年4月



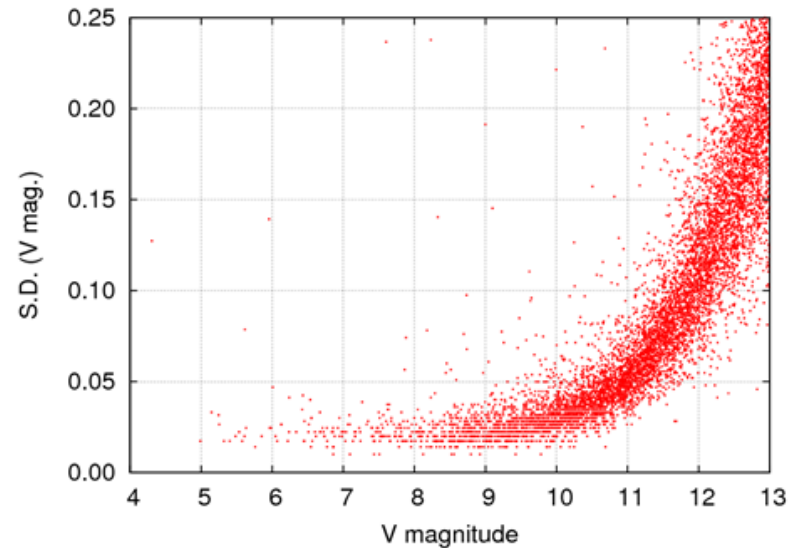
2013年5月-

Kiso/Kyoto Wide-field Survey (KWS)

- 昨年12月に木曽にシステム一式を移設
 - 京都に設置していた時と比べて1等程度暗い天体までサーベイできるようになった。
 - 5等～11等の天体で測定値の標準偏差 <0.05 等

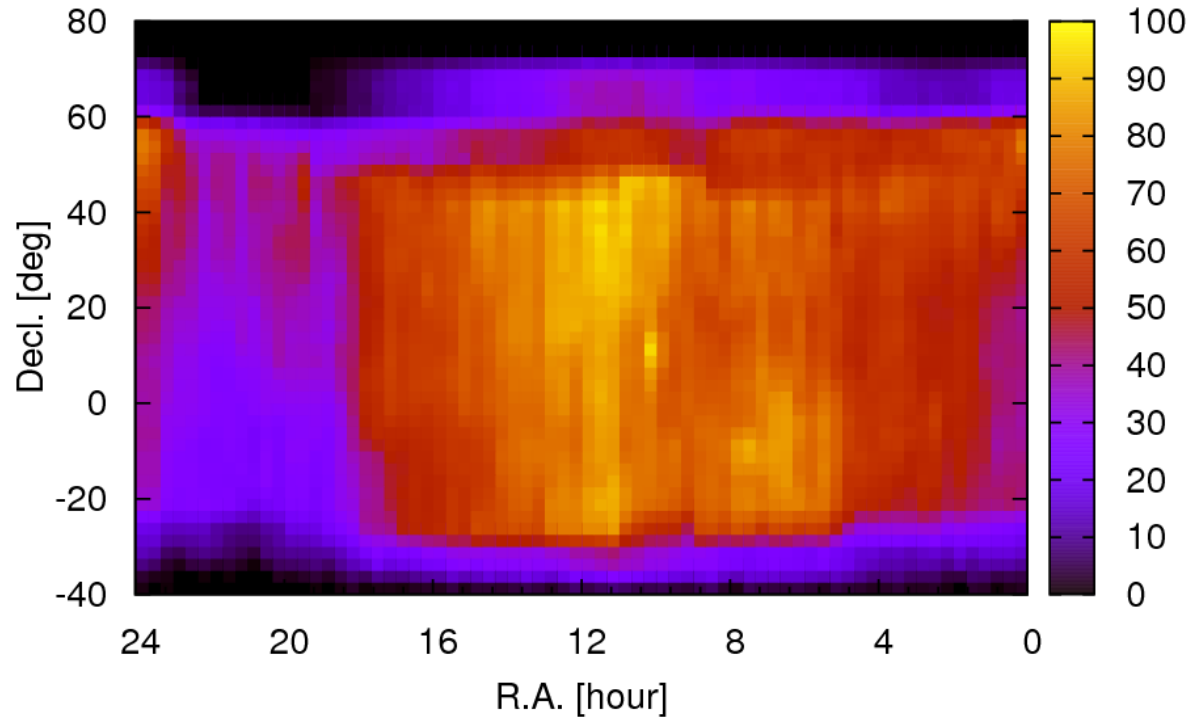


測定値の標準偏差 vs. V等級@京都



測定値の標準偏差 vs. V等級@木曽

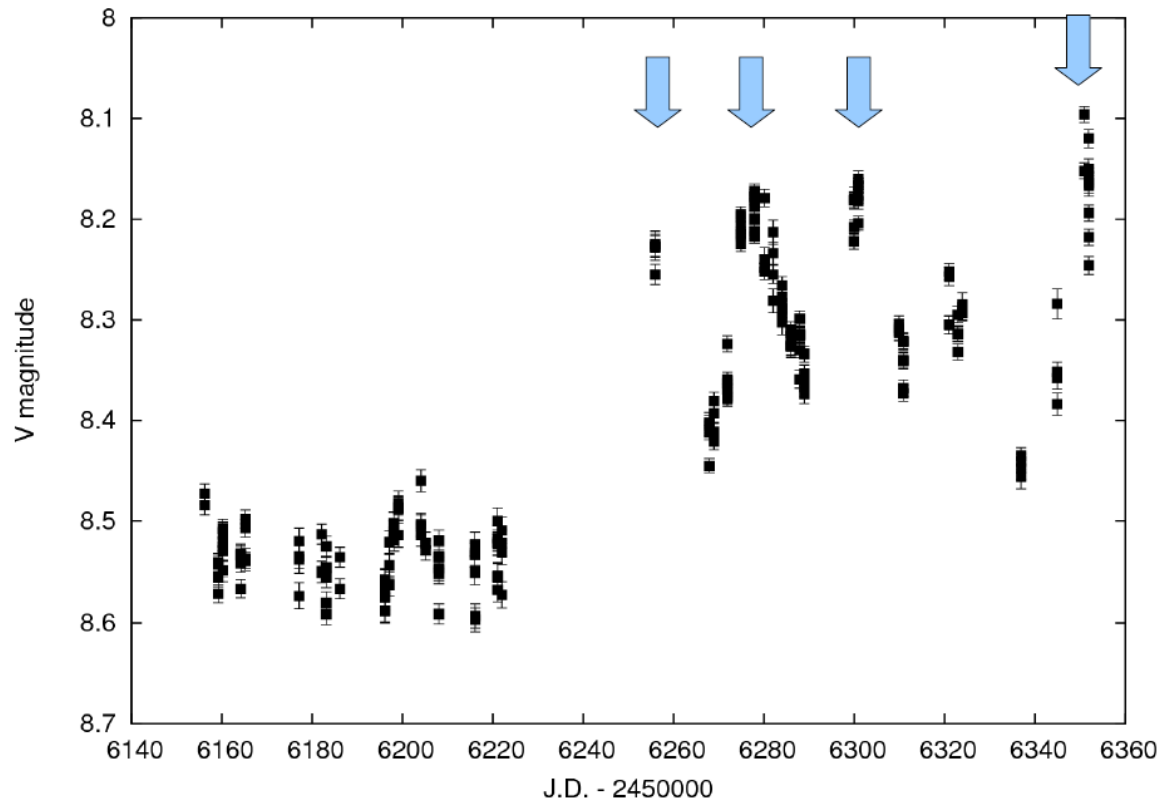
観測領域



- Decl. -33° $\sim +66^{\circ}$
- 子午線付近をサーベイ
- 視野によってはすでに100夜近くの観測がある領域もある

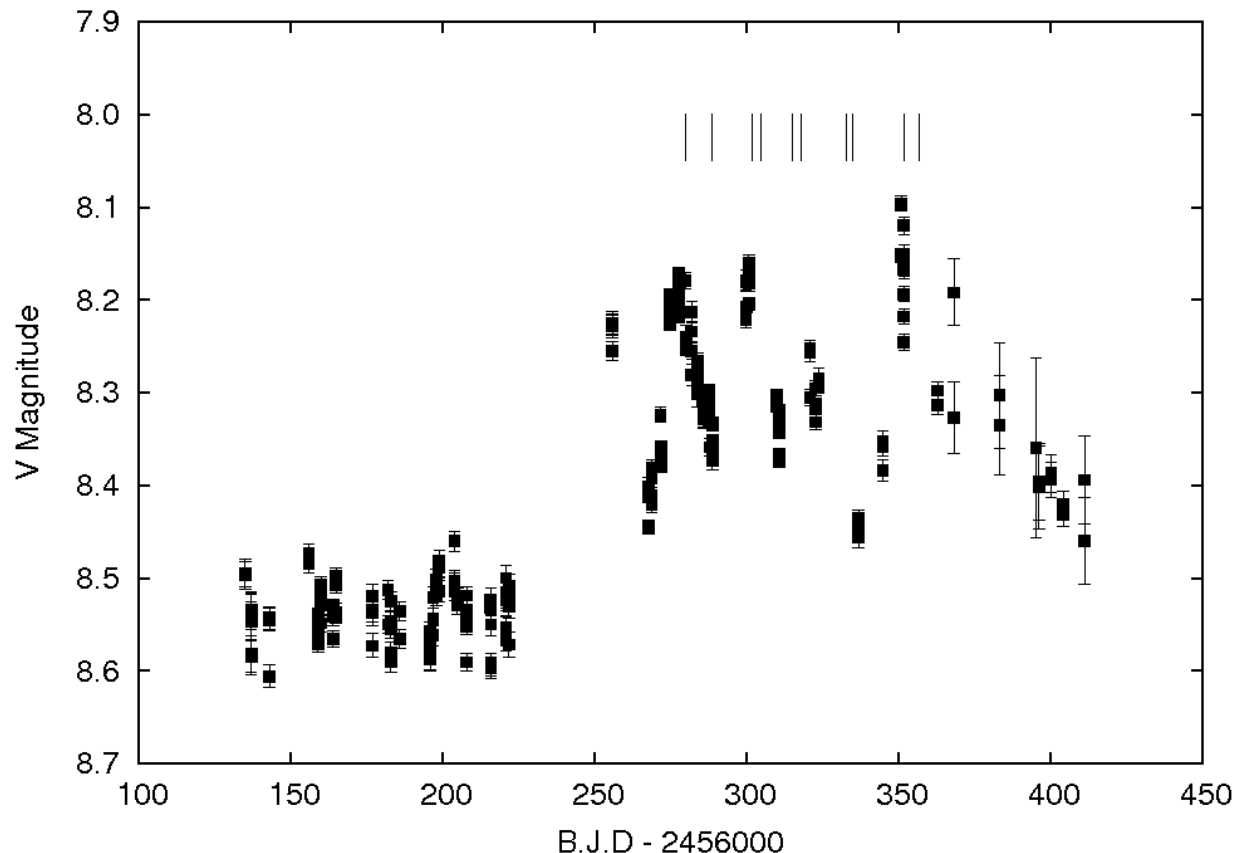
Outburst of V817 Cas

- 2012年11月24日のデータから増光を検出
 - 12月上旬の観測では暗くなったが、下旬に再増光
 - その後も増光を繰り返す

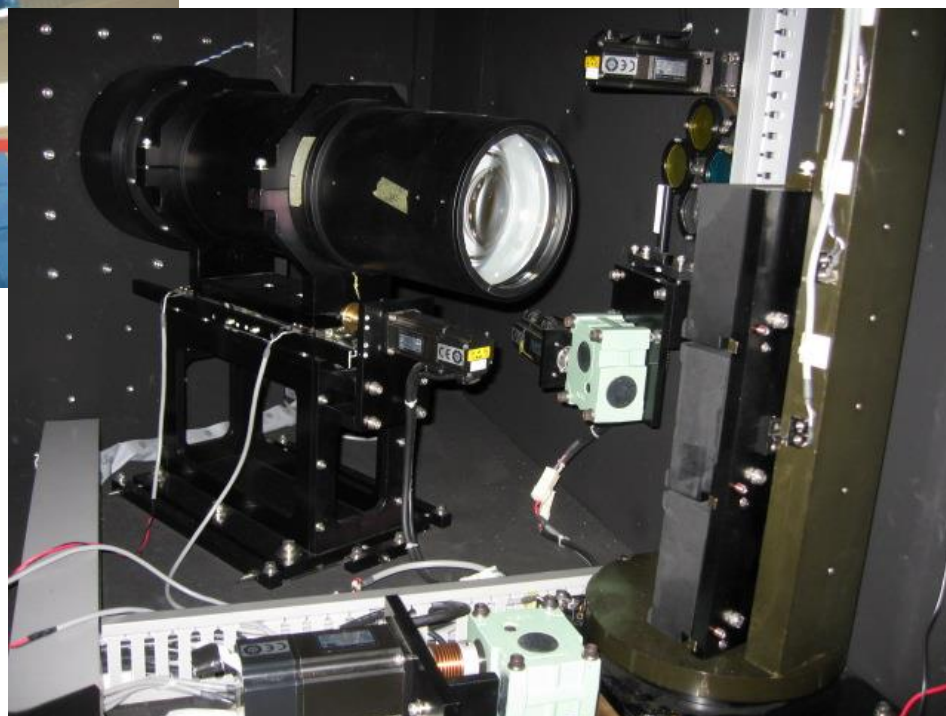


Spectroscopy

- 西はりま天文台2mなゆた望遠鏡+MALLS（中分散分光器）での分光観測を実施（ $R \sim 8000$ ）
 - 西はりま天文台の本田さんに依頼
 - 2012年12月18日～2013年3月4日までに10夜

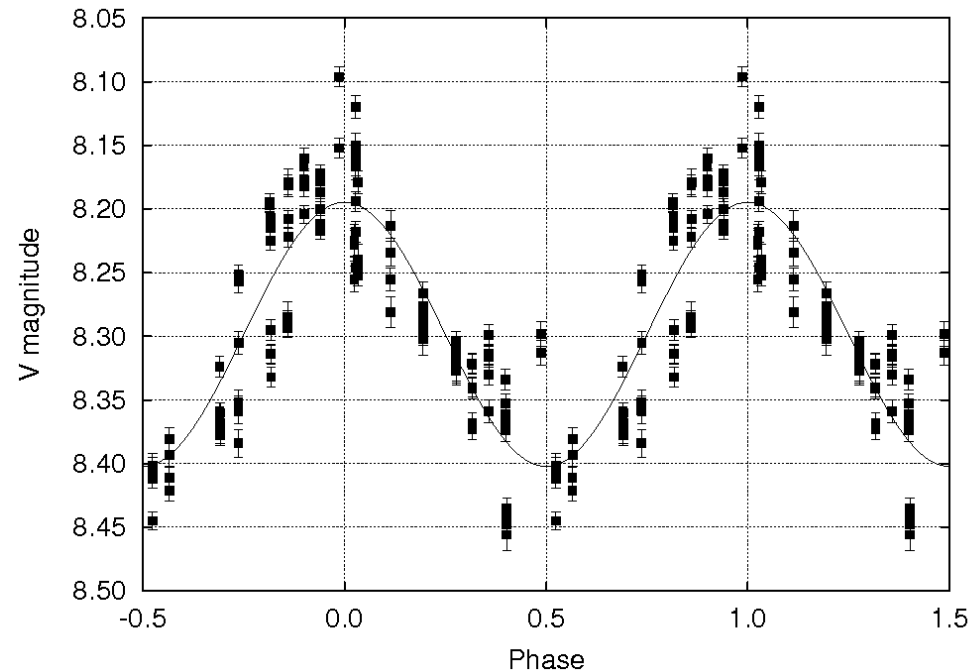
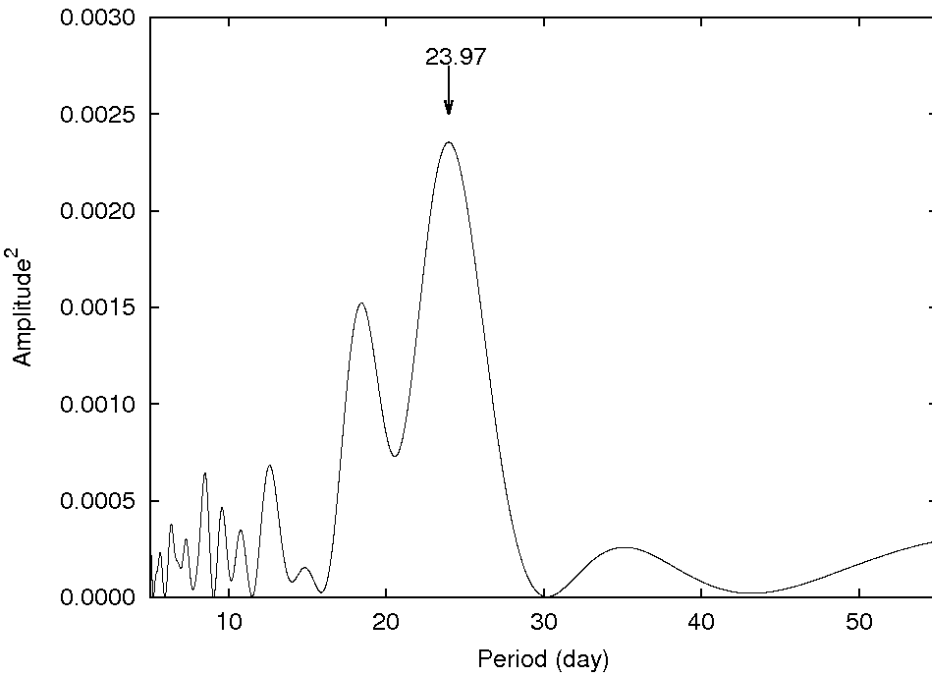


NAYUTA & MALLS

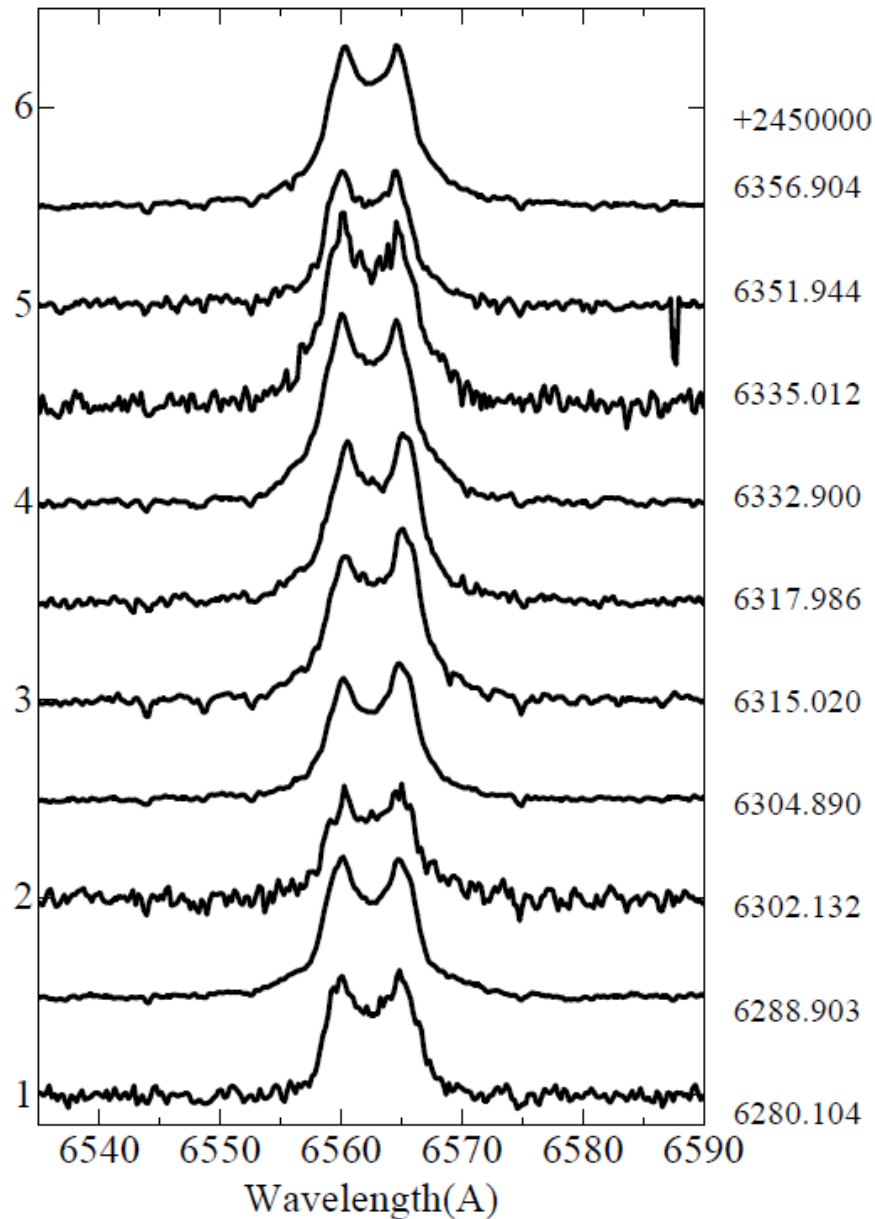


Periodic light variation

- 増光中のデータのみを使って周期解析
- 周期23.97日
- 増光中の光度変化: ほぼサインカーブ?

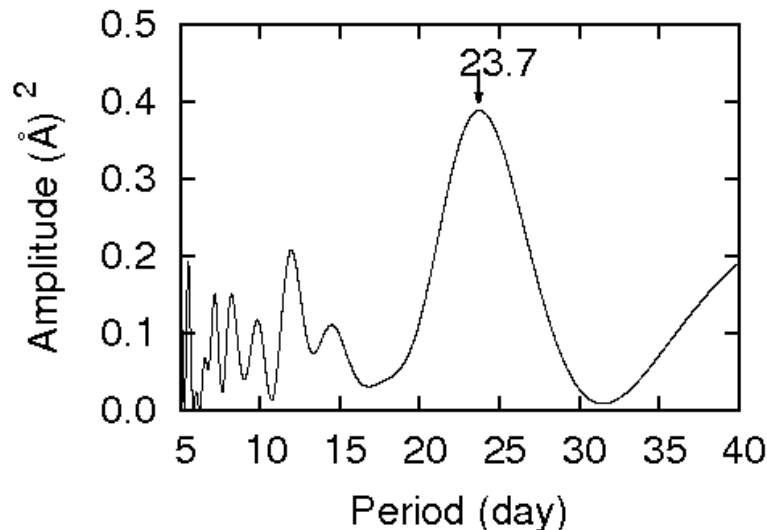
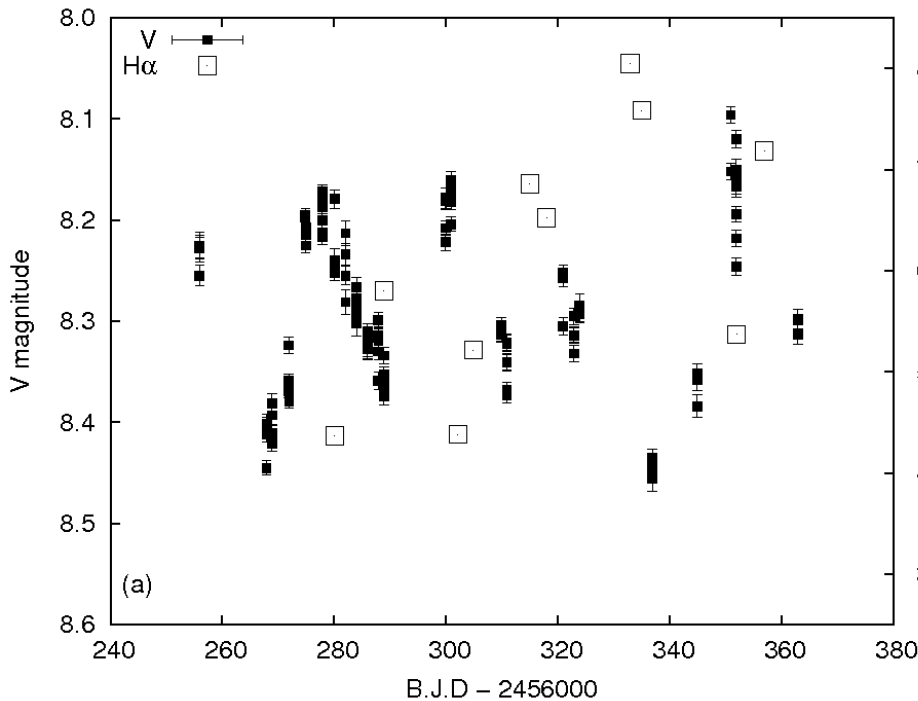


H α emission line

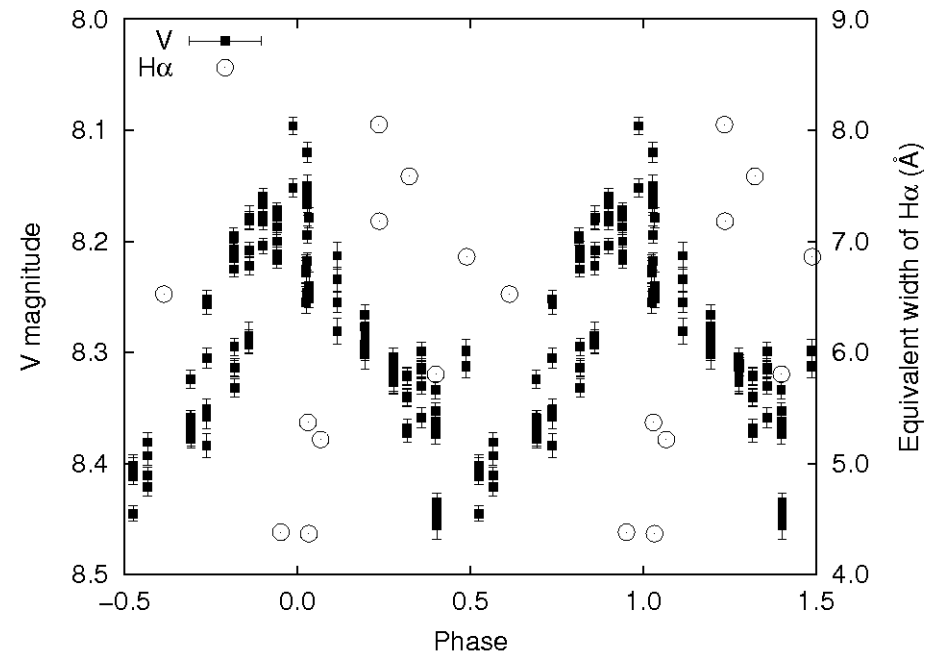


- ダブルピークのline profile
 - Peak separation $\sim 5 \text{ \AA}$
- 光度変化に伴ってlineの強度 (continuumに対する比率) が変化
- V/R (ダブルピークの短波長側と長波長側の比) にも変動？

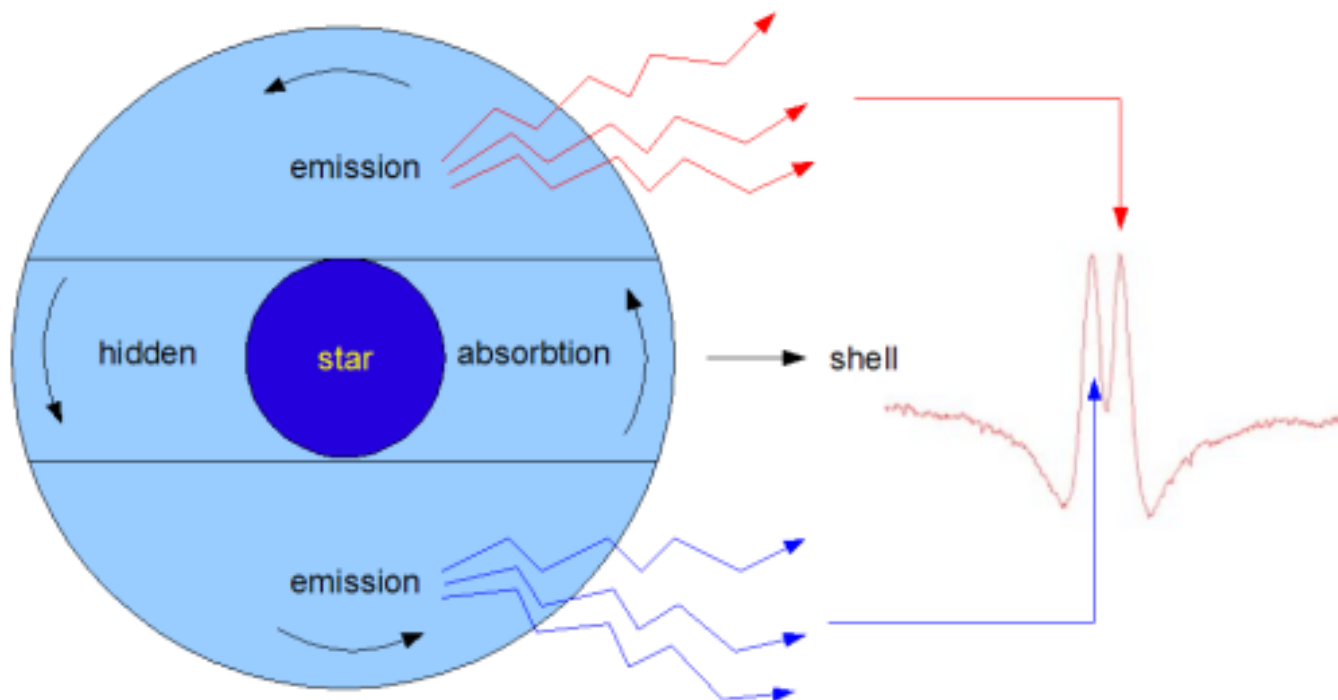
E.W. of H α emission line



- 光度変化と同じ周期
– $P=23.7\text{d}$
- 光度変化とE.W.は逆相関
– 明るいときにemissionが弱く、暗いときにemissionが強くなる
- 全体的にはE.W.は増加傾向
– Disk成分が成長？

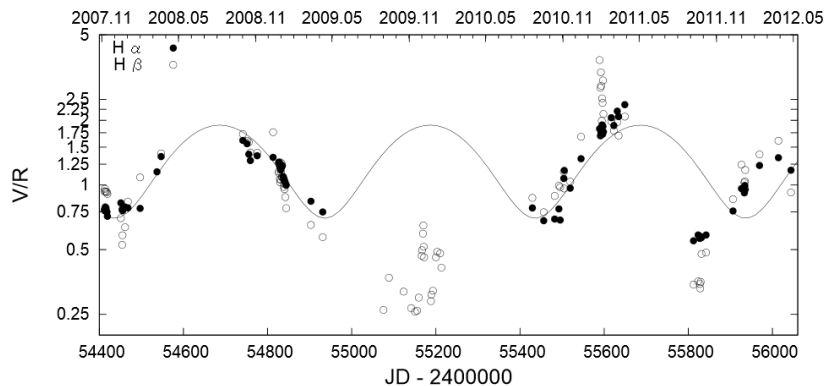
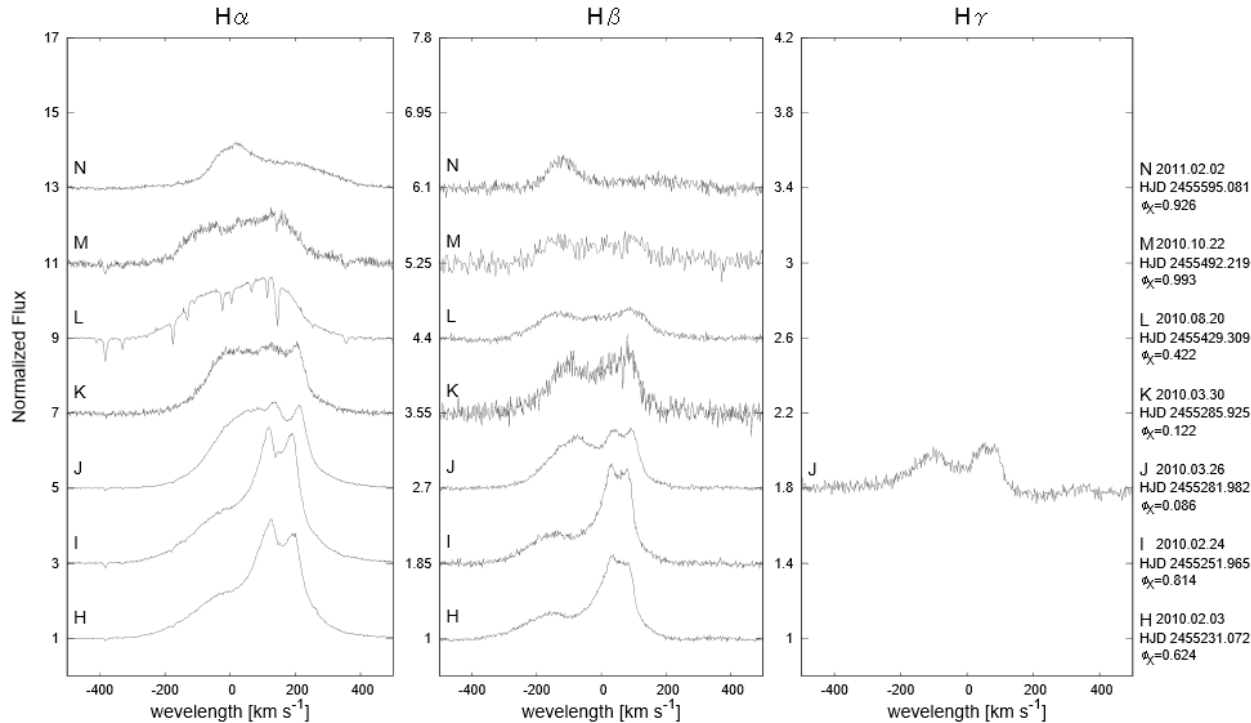


V/R ratio



- V: ダブルピークの短波長側(violet)の強さ
- R: ダブルピークの長波長側(red)の強さ
- Keplerian diskなら $V/R=1$
- V/R の変化 → 星周円盤の変形

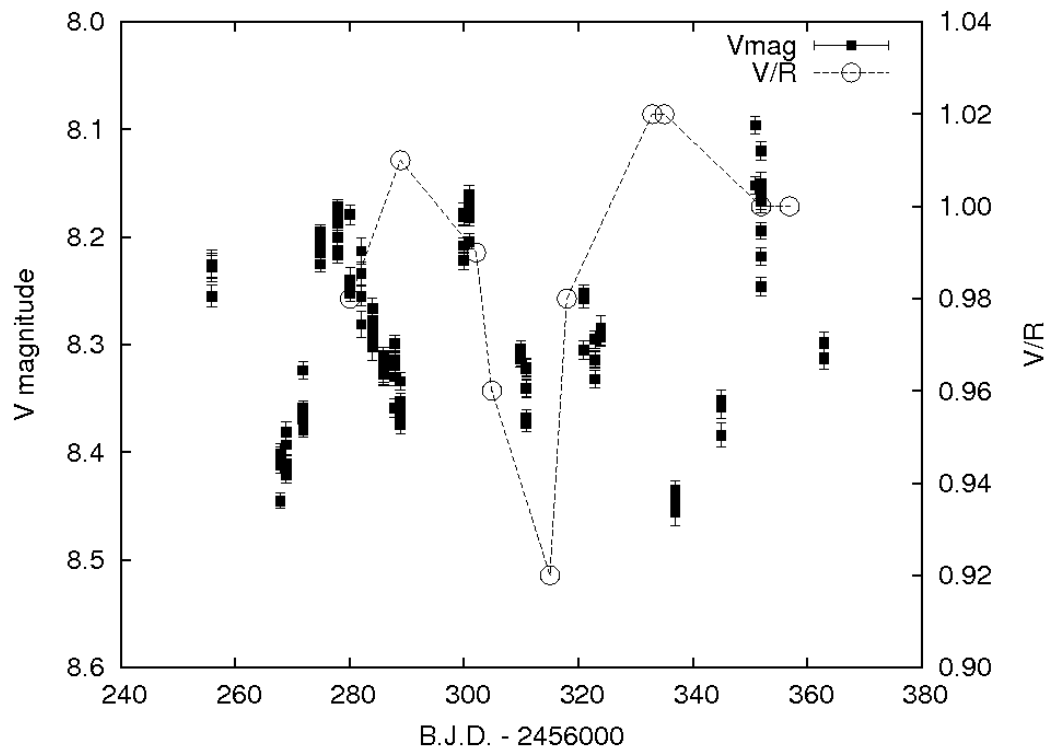
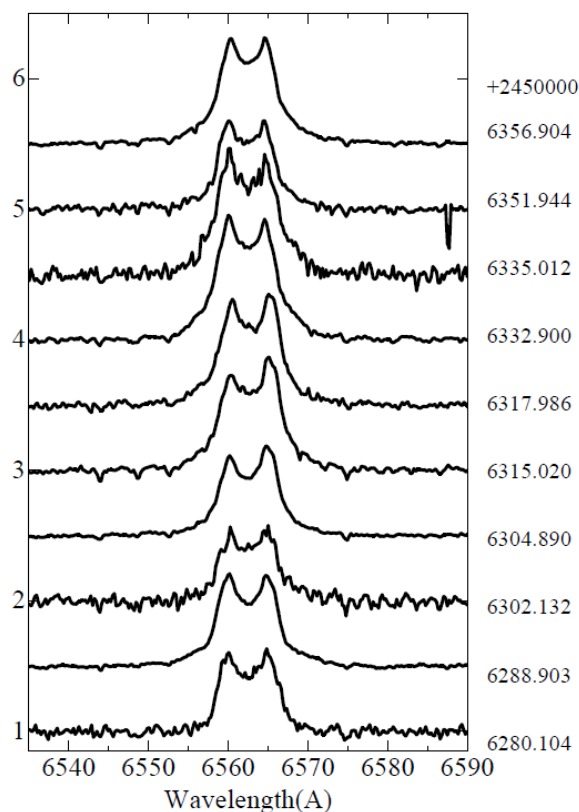
V/R ratio: V725 Tau (Be + NS binary)



Moritani et al. (2013)

- Emission lineの形状に大きな変動
→ 星周円盤の変形

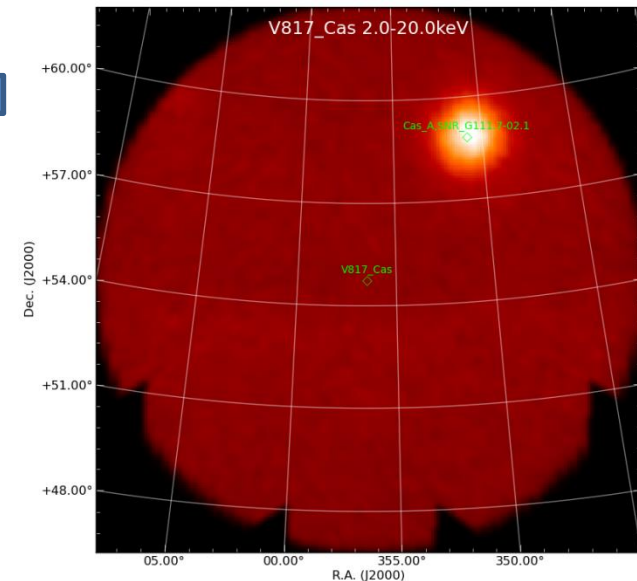
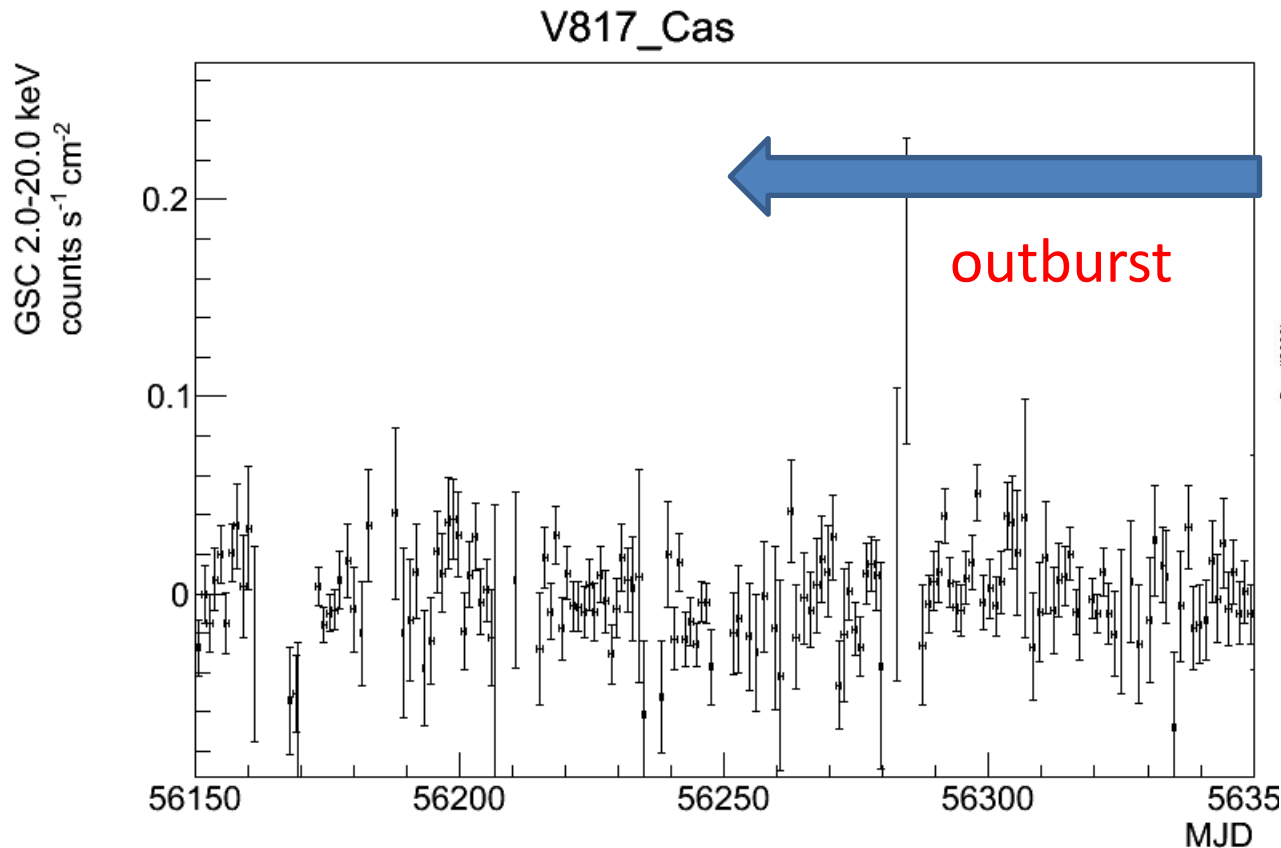
V/R ratio



- BJD2456315付近でR側が強くなった
- BJD2456330付近でV側が強くなった
- それ以外は大きな変動はなかった。
- 光度変化とV/R変動の相関はみられなかった。

X-ray (MAXI)

- Outburst前後でV817 Casの領域からの有意なX線の変動は無し
 - 他のカタログにもX線天体はない→高密度天体との連星ではないことを示唆



まとめ

- Be星 V817 Cas のアウトバーストを検出
 - 静穏時よりも0.3等増光
- 増光中に周期的な変光
 - 周期24日、振幅0.2等
- 分光観測からH α 線のE.W.も24日周期で変動
 - 光度変化とE.W.の変化は逆相関
 - 光度変化はcontinuum成分の変動
 - 増光期間中にE.W.は増加傾向 → 周期的な変動に伴ってdiskが成長した??
- V/R ratioの変動はあったが、24日の変光周期との相関はなし
- X線でのアウトバーストなどは観測されず
 - V725 TauのようなN.S. + Be binaryではないことを示唆