

접촉형 쌍성의 진화 검증을 위한 TY UMa의 CCD 측광관측

강영운^{1†}, 황창덕¹, 이희원¹, 김천휘²

¹세종대학교 지구정보과학과

²충북대학교 천문우주학과

CCD PHOTOMETRY OF W UMa TYPE BINARY TY UMa

Young Woon Kang^{1†}, Chang Deok Hwang¹, Hee-Won Lee¹, and Chun-Hwey Kim²

¹Dept. of Earth Sciences, Sejong University, Seoul 143-747, Korea

²Department of Astronomy and Space Science, Chungbuk National University

Cheongju, 361-763, Korea

E-mail: kangyw@sejong.ac.kr

(Received March 26, 2001; Accepted April 30, 2001)

요약

W UMa형 쌍성 TY UMa를 소백산천문대 61 cm 반사망원경과 PM512 CCD 카메라를 이용하여 2001년 3월 19일부터 21일까지 3일간 측광관측하여 광도곡선을 완성하였다. 광도곡선의 형태는 제 2극심이 제 1극심보다 더 깊고, 식 바깥부분의 max I은 max II에 비하여 평균 0.^m023 밖에 나타나는 비대칭이다. 비대칭 광도곡선을 분석하기 위하여 혹점 모델을 도입하고, Wilson & Devinney의 차동보정법을 이용하여 측광학적인 해를 구하였다.

ABSTRACT

We present *VRI* CCD photometry of W UMa type binary TY UMa. The light curves show that the secondary minimum is deeper than the primary minimum and the maximum I (0.^m25) is 0.^m023 brighter than the maximum II (0.^m75). The *V* light curve has been analyzed and the photometric solutions have been determined by the method of Wilson & Devinney differential correction. We adopted the spot model to explain the asymmetric light curve.

Key words: stars, binary stars, star spot

1. 서 론

W UMa형 별의 광도 곡선은 흔히 비대칭의 형태를 보이며, 경우에 따라서는 광도곡선의 모양, 식의 깊이 등이 시간에 따라 변화하는 것으로 보고되고 있다. 특히 공전궤도 위상이 0.^m25인 부분과

[†]corresponding author

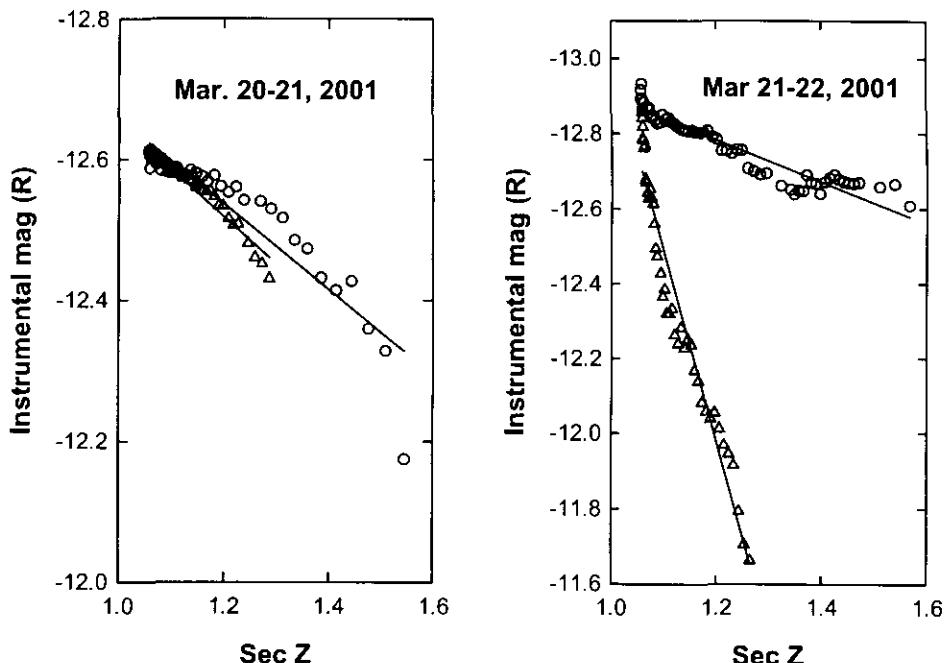


그림 1. air mass에 따른 비교성의 밝기 변화. 좌측에 제시한 3월 20-21일 관측은 자오선 통과 전과 후의 감광계수가 Sec Z로 표시된 air mass가 1.2가 될 때까지는 동일하게 나타나고 1.2이후에는 다소 차이가 있는 것으로 나타났다. 그러나 우측에 제시한 3월 21-22일 관측에서는 대기 감광 계수의 차이가 크게 나타났다. 이는 동쪽 하늘과 서쪽 하늘의 매우 다른 물론이고, 절은 구름 등 대기 상태가 매우 다르기 때문에 나타난 현상으로 추정된다.

0.75인 부분의 밝기가 서로 다르게 나타나는 소위 O'Connell 효과는 W UMa형 쌍성의 가장 대표적인 특징이다. 한편 Struve (1950)는 일찍이 W UMa 계에서 Ca II H+K 방출선이 강하게 나타남을 보고하였고, 이는 W UMa계에서도 태양과 같은 채층활동이 존재할 수 있다는 힌트를 제공하였다. W UMa형 접촉쌍성의 성분 별들은 분광형이 F-K형이며 주계열에 속하므로 태양과 비슷한 특성을 가지고 있는 반면에 자전 속도는 태양과 비교가 되지 않을 정도로 빠르다. 이들의 공전 주기는 $0.42 < P < 0.48$ 이면서 강한 조석력으로 동주기 자전을 하므로 자전 주기가 약 26일인 태양과는 비교할 수 없을 정도인 $80 \sim 160 \text{ km/s}$ 의 빠른 회전 속도를 나타낸다. 그러므로 W UMa형 접촉쌍성에서도 태양과 비슷한 자기 활동을 예상하는 것은 어려운 일이 아니다.

한편 Rucinski (1992)는 W UMa형에서 나오는 전파 방출은 RS CVn형과 Algol형 등에서 나오는 것보다 현저히 약한 것으로 나타났지만 전파 영역에서의 광도 비율 즉, 전파장 영역의 광도에 대한 전파 영역의 광도 비율이 $L_{\text{radio}}/L_{\text{bol}} = 10^{-12} \text{ to } 10^{-11}$ 이므로 W UMa형 별에서도 자기활동이 일어나는 별에서 나타나는 조건을 두루 갖추고 있다고 하였다. 그러므로 O'Connell 효과는 RS CVn형과 BY Dra형에서 관측되는 광도변화와 비슷한 현상으로 추정되지만 이 변화를 W UMa형에서 측정하고 분석하는 것은 보다 어려움이 있다. 왜냐하면, 식 현상이나 별의 형태가 찌그러진 것 때문에

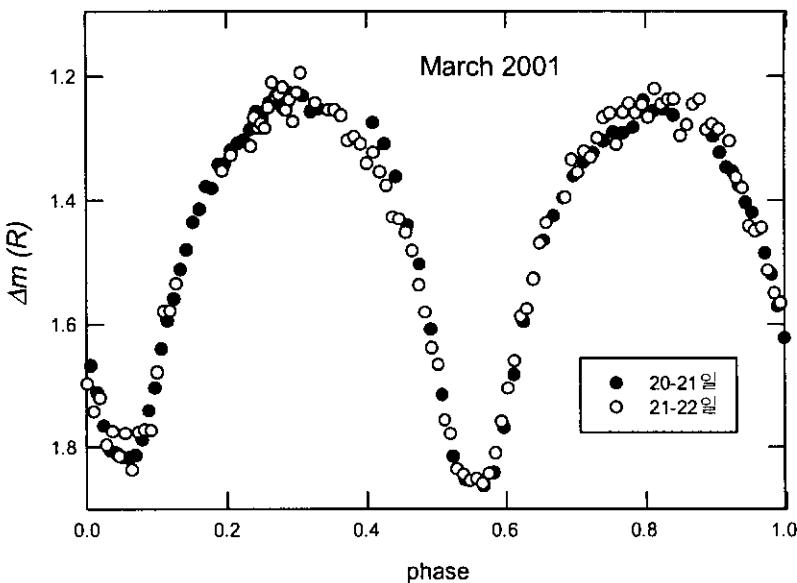


그림 2. 2일간의 관측을 합성한 TY UMa의 광도곡선. 20일 관측 (검은 점)이 21일 관측 (열린 원)에 비하여 scatter가 작다.

일어나는 광도 변화가 채증활동에 의한 광도변화 보다 훨씬 더 크기 때문이다. 최근에는 O'Connell 효과 때문에 나타나는 광도 곡선의 비대칭을 설명하기 위하여 W UMa 형에 대한 흑점 모델 작업이 여러 사람에 의해서 수행되었다 (Brastreet 1985, Guinan 1990, Joeng et al. 1994). 이 논문에서는 짧은 주기의 W UMa형 별로 알려진 TY UMa를 대상으로 W UMa형 별의 자체변광을 자기활동을 이용하여 조사하고 이 계의 측광학적인 해를 구하려 한다.

그러므로 제 2장에서는 CCD 관측과 자료 처리과정을 설명하였고, 제 3장에서는 이미 발표된 TY UMa의 광도곡선과 우리가 관측한 광도곡선을 비교하여 특징을 설명하고, 제 4장에서는 TY UMa의 성분별에 흑점이 존재하는 흑점 모델을 이용하여 우리가 관측한 광도 곡선의 측광학적인 해를 구한다.

2. 관측 및 자료처리

TY UMa를 소백산천문대 61 cm 반사망원경을 이용하여 2001년 3월 19일부터 21일까지 3일간 측광관측하였다. 측광에 사용된 검출기는 질소냉각 방식의 PM512 CCD 카메라이며, 차등측광 소프트웨어를 이용하여 61 cm 망원경과 CCD 카메라를 서로 연계하여 구동하는 자동차등측광 시스템 방식을 이용하여 TY UMa에 대한 VRI 광도곡선을 완성하였다. 차등측광에 사용된 비교성은 BD +56° 1573이며, 비교성의 색지수는 TY UMa의 색지수와 매우 유사하다. 관측 기간동안 총 522점 (V 166점, R 178점, I 178점)을 얻었다.

지구 대기에 의한 흡수를 보정하기 위하여 각 관측일의 파장별 대기 감광계수를 비교성에 대하-

여 산출하였다. 그러나 대기 감광 계수가 photoelectric photometer를 사용할 경우와 상이하게 다르게 나타났다. 그림 1에는 R filter를 사용하여 2일간 관측한 비교성의 air mass 도표를 제시하였다. 그림 1의 좌측에 제시한 3월 20-21일 관측은 자오선 통과 전과 후의 감광계수가 Sec Z로 표시된 air mass가 1.2가 될 때까지는 동일하게 나타나고 1.2 이후에는 다소 차이가 있는 것으로 나타났다. 그러나 우측에 제시한 3월 21-22일 관측에서는 대기 감광 계수의 차이가 크게 나타났다. 이는 동쪽 하늘과 서쪽 하늘이 매우 다른 물론이고, 얇은 구름 등 대기 상태가 매우 다르기 때문에 나타난 현상으로 추정된다. 다행히도 우리의 관측은 비교성과 변광성을 반복적으로 관측하여 비교성에 대한 변광성의 밝기 변화를 구하는 차등 측광 관측이므로 대기 감광 계수가 자오선 통과 전후사이에 크게 차이가 있어도 변광성의 밝기 변화를 구하는 작업에는 큰 영향을 미치지 못한 것을 확인하였다. 그림 2에는 3월 20-21일과 21-22일의 관측을 합성하고, 등급차이를 이용하여 완성한 TY UMa의 광도곡선이다. 식 바깥부분인 위상이 0.^o3과 0.^o8부근에서는 21-22일 관측의 scatter가 더 큰 것으로 나타났다. 이는 air mass 도표에서 보는바와 같이 하늘의 상태가 매우 불안정한 상태에서 관측이 이루어졌기 때문이다. 그러나 현재의 관측으로 scatter가 더 큰 것이 하늘의 상태 때문만인 것으로 단정하기는 어렵다. 왜냐하면 TY UMa는 자체 변광이 매우 큰 것으로 추정되기 때문이다.

비교성의 관측을 이용하여 각 필터별 대기 감광계수를 산출하여 지구 대기에 의한 흡수를 보정하여 대기권 밖의 기계 등급으로 전환한 후 비교성과 TY UMa의 등급차이를 구하였다. 공전궤도위상은 Lister et al. (2000)이 발표한 아래의 광도요소를 이용하여 산출하였다.

$$JD_{Hel.} = 2451262.37684 + 0.^d354538609E \quad (1)$$

2일간의 관측을 합성하여 TY UMa의 광도곡선을 그림 2에 제시하였다. air mass 도표상으로는 21-22일 관측이 매우 나쁜 것으로 나타났으나 등급 차이에 의한 광도곡선의 질은 약 0.^m02으로 상대적으로 양호한 것으로 나타났다.

3. TY UMa의 광도곡선

TY UMa는 Beljawsky (1933)가 처음으로 W UMa형 변광을 한다고 보고한 후 Broglia & Conconi (1983)가 광전측광에 의한 광도곡선을 완성하였다. 이들은 V와 B 필터를 사용하여 1967년에 광도곡선을 완성하고, 1981년에 동일한 망원경과 측광 시스템을 이용하여 광도곡선을 다시 완성하였다. 이들의 관측에 의하면 TY UMa는 계절별로 광도가 변화하는 것으로 나타났다. 두 광도곡선 사이의 뚜렷한 차이는 제 1극심과 제 2극심의 깊이가 변한다는 것이다. TY UMa의 제 1극심은 개기식이고 제 2극심은 부분식임에도 불구하고 1967년에는 제 2극심의 깊이가 1981년에는 제 1극심의 깊이가 깊다는 것이다. 최근에는 Lister et al. (2000)이 CCD를 이용한 측광관측을 하여 광도곡선을 완성하여 혹 점활동으로 인한 광도변화 때문에 광도곡선이 비대칭으로 나타난다고 보고하였다. 이들은 또한 TY UMa의 주기변화를 조사하여 주기가 감소함을 밝혔다.

그림 3에는 현재까지 발표된 광도곡선과 우리의 광도곡선이 어떻게 변화하고 있는지를 조사하기 위하여 Broglia & Conconi (1983)가 관측한 1967년도와 1981년도 광도곡선과 우리가 관측한 2001년도 V 광도곡선을 제시하였다. 가장 뚜렷하게 나타나는 광도곡선의 변화는 Max I (0.^m25)과 Max II (0.^m75)의 밝기가 지속적으로 변하고 있다는 것이다. 1967년도에는 Max I이 Max II보다 약 0.^m05 어

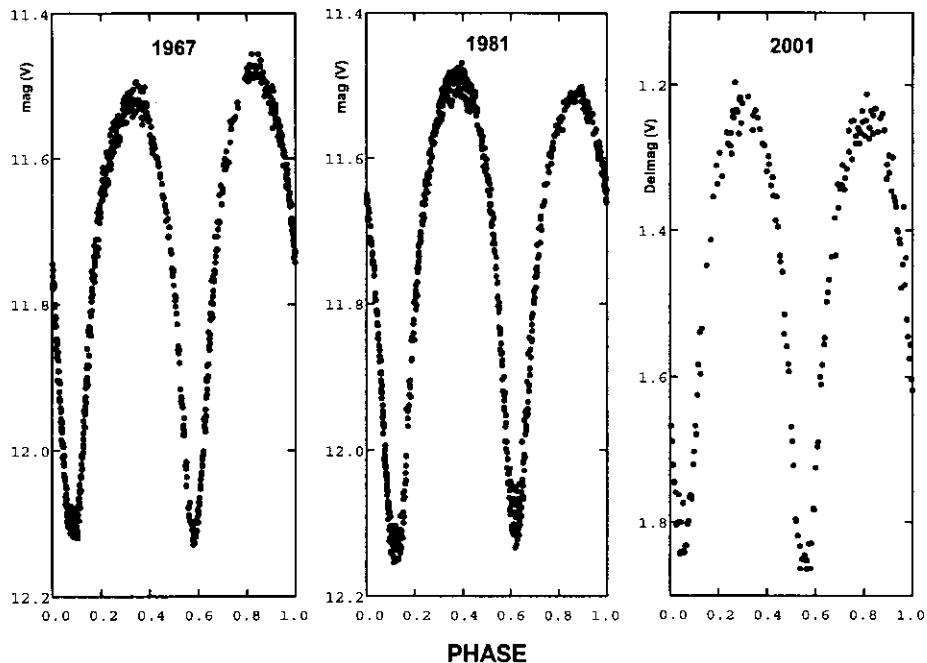


그림 3. 시간에 따른 TY UMa 광도곡선의 형태 변화. 1967년도에는 Max I이 Max II보다 약 $0.^m05$ 어두운데 반하여 1981년도와 20001년도에는 Max I이 Max II보다 각각 약 $0.^m03$ 과 $0.^m02$ 밝게 나타났다. 식의 깊이는 1967년도와 2001년도에는 제 2극심이 1981년도에는 제 1극심이 더 깊은 것으로 나타났다.

두운데 반하여 1981년도와 2001년도에는 Max I이 Max II보다 각각 약 $0.^m03$ 과 $0.^m02$ 밝게 나타났다.

한편 식의 깊이도 3 epochs의 광도곡선이 각각 다르게 나타났다. 1967년도 광도곡선의 식은 제 1극심이 개기식을 보이는 occultation이면서 식의 깊이는 제 2극심이 더 깊게 나타났다. 1981년도 광도곡선은 제 1극심의 깊이가 제 2극심의 깊이보다 더 깊은 정상적인 상태를 나타났다. 2001년도의 우리 관측은 식의 깊이가 제 2극심이 더 깊은 것으로 나타났다. 그러므로 우리의 관측은 식 바깥 부분의 밝기는 1981년도의 형태와 비슷하고, 식의 깊이는 1961년도의 형태로 분류될 수 있다.

4. 측광학적인 해

TY UMa에 대한 측광학적인 해는 Broglia & Conconi (1983)와 Lister et al. (2000)이 Wilson & Devinney 차등보정법과 Light2 synthetic code (Hill 1979, Hill & Rucinski 1993)를 이용하여 각각 구하였다. 전자는 질량비를 구하기 위하여 소위 q -searching method를 이용하여 $q=0.36$ 과 $q=0.5$ 사이를 0.02간격으로 조사한 결과 $q=0.40$ 이 가장 적합한 것으로 결정하고 측광학적인 해를 구하였다. 이들은 광도곡선이 비대칭으로 나타남에도 불구하고 이에 대한 특별한 모델을 도입하지 않고 궤도 기울기 (i), 표면온도 (T_2), 반사도 (A), 중력감광계수 (g) 및 광도 (L_1, L_2)를 구하였다. 후자는 질량비를 $q=0.1$ 에서 $q=0.7$ 까지 조사하여 chi squared 값이 가장 작은 $q=0.43$ 을 결정하여 전자가 구한 질량

표 1. TY UMa의 초기입력인자와 최종인자의 값.

	초기값	최종값		초기값	최종값
$q (m_2/m_1)$	1.34	0.39	i	77.75°	83.00°
F_1	1.0	1.0	F_2	1.0	1.0
T_1	6100K	5500K	T_2	4700K	5480K
g_1	0.5	0.32	g_2	0.5	0.32
A_1	0.5	1.0	A_2	0.5	1.0
Ω_1	13.5	2.587	Ω_2	5.2	2.587
X_1 (V)	0.5	0.5	X_2 (V)	0.5	0.5
X_1 (B)	0.5	0.77	X_2 (B)	0.5	0.89
Spot parameters					
<i>Latitude</i>	80.0°	80.0°	<i>Longitude</i>	250.0°	290.0°
<i>Radius</i>	20.0°	15.0°	<i>Tempfactor</i>	0.85	0.90

비와 별 차이 없음을 확인하였다. 이를 또한 비대칭으로 나타나는 광도곡선에 대하여 부가적인 모델을 도입하지 않았다.

우리의 관측은 max I이 max II보다 밝고, 제 2극심이 제 1극심보다 깊게 나타나는 비대칭과, 제 1극심에서는 개기식이 나타나는 특징을 잘 설명할 수 있는 모델로 큰 별에 혹점이 존재하는 혹점모델을 도입하여 측광학적인 해를 구하였다.

별 표면의 혹점 모델은 최초로 Kron (1947)이 AR. Lac의 광도 곡선에서 불규칙하게 광도가 변화하는 것을 설명하기 위하여 도입되었다. 그후 Eaton & Hall (1979), Vogt (1982) 등이 혹점 모델 계산을 시도하였다. Kang & Wilson (1989)은 Wilson & Devinney (WD, 1971)의 차등보정법을 수정하여, 종합적인 혹점 모델을 제시하였다. 이 모델은 쌍성계를 이루고 있는 기본적인 물리인자는 물론 별자체의 변광 요인이 되는 혹점인자를 차등보정법으로 구할 수 있는 것이다. 이 논문에서는 1993년에 발표된 WD program을 사용하여 광도곡선을 분석하였다. 1993년도 WD Program은 혹점인자와 다중반사효과 인자까지도 차등보정법으로 보정 가능한 program이다.

혹점 모델에서 사용된 혹점은 반경, 온도, 경도, 위도 등 4개의 인자로 정의되며 모양은 가장 간단한 원형으로 계산된다. 혹점의 반경은 별의 중심으로 연결된 각을 뜻하며 온도는 주위 국부온도와의 비율로 표시되고, 경도는 주성과 반성이 서로 마주 보는 점을 기준으로 360°회전하는 값이다. 그러므로 반성의 경도가 180°인 지점에 혹점이 위치하는 경우 주극심에서 혹점효과가 극대로 나타난다. 위도는 실제 프로그램에서는 북극점에서 0°이며 남쪽으로 내려갈수록 증가하여 남극점에서 180°가 된다.

TY UMa는 접촉쌍성에 해당하므로 WD 프로그램중에서 Mode 3을 사용하여 인자들을 보정하였다. 인자를 보정할 때는 여러개의 인자들을 함께 보정하지 않고 2-3개씩 그룹을 지어 보정하였다. 특히 혹점인자를 보정할 때는 한 관측점에 대하여 경도와 반경을 보정인자로 할 경우 다른 혹점은 경도와 온도를 보정하여 반경과 온도를 서로 교대 수정하였다. 이는 혹점의 반경과 온도가 별의 밝기에 직접적으로 영향을 끼치므로 반경 혹은 온도 중 어느 한 인자를 집중적으로 보정하면 보정과정에서 이론적인 광도곡선과 관측된 광도곡선의 차이가 줄어들어 나머지 다른 인자를 보정할 수 있는 폭이 그만큼 줄어들어 인자의 값이 수렴되지 않거나 또는 수렴하기 위하여 수 많은 반복 계산을 요구하

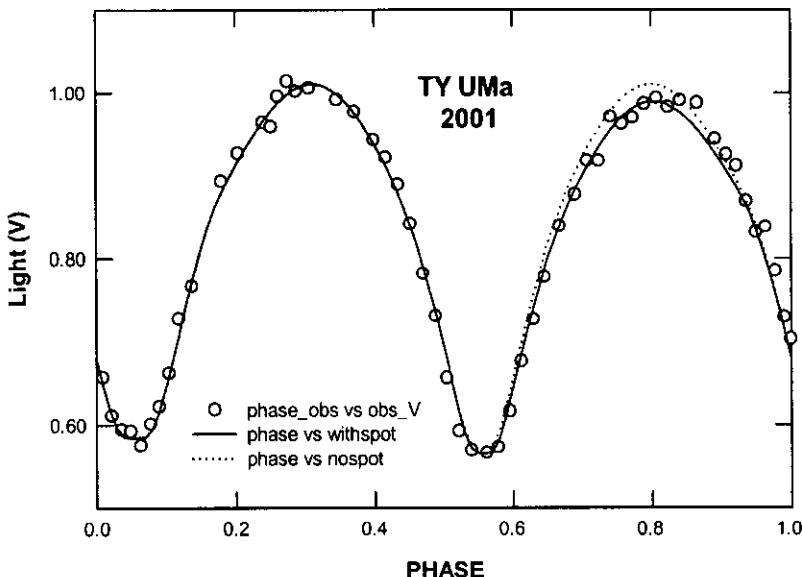


그림 4. TY UMa의 광도 곡선과 이론적인 광도 곡선. 열린 원으로 표시된 것은 V 관측점이고, 곡선은 흑점인자를 포함한 최종인자 값을 사용하여 계산한 광도곡선과 최종인자 값에서 흑점인자를 제외하고 계산한 광도곡선이다.

기 때문이다. 자체 변광을 하는 광도곡선인 경우 반사효과, 중력효과, 주변감광효과 등 이른바 근접효과를 정확히 보정하는 것이 불가능하므로 별의 크기, 온도 등의 기본인자와 흑점인자의 보정에 집중하였다. 흑점인자 중에서 위도는 10° (프로그램상에서는 80°)에 고정을 하였다. 왜냐하면 흑점이 적도 근처에서는 위도의 변화를 주어도 광도의 변화가 거의 일어나지 않으므로 편미분값이 $(\partial f / \partial p)$ 0이 되기 때문에 차등보정법으로는 수정이 불가능하기 때문이다. 위와 같은 보정방법으로 각 인자들이 수렴하여 확률오차가 인자의 보정 값보다 적어질 때까지 반복계산하였다. 초기 입력인자와 반복보정으로 얻은 최종인자의 값들을 표 1에 수록하였다.

최종인자값을 이용하여 흑점이 존재하는 이론적인 광도곡선과 흑점이 없는 이론적인 광도곡선을 완성하여 관측된 V 광도곡선과 함께 그림 4에 그렸다. 그림 4에서 보는 바와 같이 흑점이 없는 광도곡선은 대칭적이며 max II 부근에서 관측치와 잘 일치하지 않는다. 그러나 흑점이 있는 이론적인 곡선은 전위상에 대하여 관측값과 잘 일치한다. 흑점인자외의 기본인자중에서 보정한 인자는 공전궤도 기울기, 질량비, potentials, 별의 온도와 밝기, 주변감광효과이다. 흑점의 위치는 위도와 경도가 각각 80° 와 290° 로 수렴되었다.

TY UMa는 광도곡선의 형태가 심하게 변화하며 식의 깊이가 계절마다 변화하므로 크기가 큰 성분별에 흑점이 존재하는 모델을 이용하여 광도곡선의 해를 구할 수 있었다. Kang (1993)은 spot effect (SE)를 아래의 식으로 정의하였다.

$$SE = (l' - l)/l \quad (2)$$

여기서 l' 은 자체 변광이 전혀 없다고 가정했을 때의 식 바깥에서의 광도이고, l 은 자체 변광으로 뒤

틀린 상태에서의 광도이다. 이 논문에서는 TY UMa의 Spot effect를 V 영역에서 0.024으로 산출하였다. RS CVn형인 경우 대부분 Spot effect가 0.1 이상인 것에 비하면 다소 약한 편이나 W UMa형의 평균 값에 해당된다.

감사의 글: 이 논문은 2000년도 한국학술진흥재단의 연구비 지원으로 완성되었습니다(KRF-00-DP0443).

참고문헌

- Beljawsky, S. 1933, NNVS, 4, 196
 Bradstreet, D. H. 1985, ApJ, 58, 413
 Broglia, P., & Conconi, P. 1983, A&AS, 51, 97
 Eaton, J. A., & Hall, D. S., 1979, ApJ, 227, 907
 Guinan, E. F. 1990, in Evolution in Astrophysics: IUE Astronomy in the Era of New Space Missions, E. J. Rolfe, ESA SP-310, 73
 Hill, G. 1979, Publ. Dominion Astrophys. Obs., 15, 297
 Hill, G., & Rucinski, S. M. 1993, in Light Curves mideling of eclipsing binary stars, ed E. F. Milone (Berlin: Springer-Verlag)
 Jeong, J. H., Kang, Y. W., Lee, W. B., & Sung, E. C. 1994, ApJ, 421, 779
 Kang, Y. W. 1993, ASP Conference series 38, 371
 Kang, Y. W., & Wilson, R. E., 1989, AJ, 97, 848
 Kron, G. E. 1947, PASP, 59, 261
 Lister, T. A., McDermid, R. M., & Hilditch, R. W. 2000, MNRAS, 317, 111
 Rucinski, S. M. 1992, The Realm of Interacting Binary Stars (Dordrecht: Kluwer), p.110
 Struve, O. 1950, Stellar Evolution (Princeton: Princeton Univ. Press), p.175
 Vogt, S. S. 1982, ApJ, 250, 327
 Wilson, R. E., & Devinney, E. J. 1971, ApJ, 166, 605