

**ΕΘΝΙΚΟ ΚΑΙ ΚΑΠΟΔΙΣΤΡΙΑΚΟ ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΑΘΗΝΩΝ  
ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ  
ΤΟΜΕΑΣ ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗΣ - ΑΣΤΡΟΝΟΜΙΑΣ – ΜΗΧΑΝΙΚΗΣ**

**ΛΙΑΚΟΣ ΑΛΕΞΙΟΣ  
Α.Μ : 200100126**

**ΜΕΛΕΤΗ ΤΟΥ *Light-Time Effect* (LITE) ΚΑΙ ΤΗΣ ΚΙΝΗΣΗΣ  
ΤΗΣ ΓΡΑΜΜΗΣ ΤΩΝ ΑΨΙΔΩΝ ΣΤΑ ΔΙΠΛΑ ΕΚΛΕΙΠΤΙΚΑ  
ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΑΣΤΕΡΩΝ : TX Her, IQ Per, UX Eri**



**ΔΙΠΛΩΜΑΤΙΚΗ ΕΡΓΑΣΙΑ**

**ΕΠΙΒΛΕΠΩΝ ΚΑΘΗΓΗΤΗΣ : Π.Γ. ΝΙΑΡΧΟΣ**

**ΑΘΗΝΑ 2006**



**ΕΘΝΙΚΟ ΚΑΙ ΚΑΠΟΔΙΣΤΡΙΑΚΟ ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΑΘΗΝΩΝ  
ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ  
ΤΟΜΕΑΣ ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗΣ - ΑΣΤΡΟΝΟΜΙΑΣ – ΜΗΧΑΝΙΚΗΣ**

**ΛΙΑΚΟΣ ΑΛΕΞΙΟΣ  
Α.Μ : 200100126**

**ΜΕΛΕΤΗ ΤΟΥ *Light-Time Effect* (LITE) ΚΑΙ ΤΗΣ ΚΙΝΗΣΗΣ  
ΤΗΣ ΓΡΑΜΜΗΣ ΤΩΝ ΑΨΙΔΩΝ ΣΤΑ ΔΙΠΛΑ ΕΚΛΕΙΠΤΙΚΑ  
ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΑΣΤΕΡΩΝ : TX Her, IQ Per, UX Eri**

**ΔΙΠΛΩΜΑΤΙΚΗ ΕΡΓΑΣΙΑ**

**ΕΠΙΒΛΕΠΩΝ ΚΑΘΗΓΗΤΗΣ : Π.Γ. ΝΙΑΡΧΟΣ**

**ΑΘΗΝΑ 2006**

## Ευχαριστίες

Θεωρώντας ότι η διπλωματική μου εργασία αποτελεί την κορύφωση των προπτυχιακών σπουδών μου στο τμήμα Φυσικής και ότι αυτό είναι αποτέλεσμα διαφόρων παραγόντων που έπαιξαν ρόλο κατά τα φοιτητικά μου χρόνια στο Πανεπιστήμιο, θα ήθελα να ευχαριστήσω πρώτα απ' όλα την οικογένειά μου για την ηθική και οικονομική συμπαράσταση που μου παρείχε όλα αυτά τα χρόνια, και εν συνεχεία να ευχαριστήσω ξεχωριστά αυτούς που με βοήθησαν να πετύχω τους στόχους μου.

Θέλω να εκφράσω τις θερμές και ειλικρινείς μου ευχαριστίες στον κ. Παναγιώτη Νιάρχο, αναπληρωτή καθηγητή του τομέα Αστροφυσικής – Αστρονομίας – Μηχανικής του Πανεπιστημίου Αθηνών, για την καθοδήγηση και την αμέριστη συμπαράσταση που μου παρείχε κατά την διάρκεια της εκπόνησης της διπλωματικής μου εργασίας καθώς και για την ευκαιρία που μου έδωσε να ασχοληθώ με ένα τόσο μοντέρνο και ενδιαφέρον θέμα της σύγχρονης αστροφυσικής.

Ευχαριστώ θερμά τον κ. Κοσμά Γαζέα, υποψήφιο διδάκτορα, για τις πολύτιμες συμβουλές του στα πρώτα μου βήματα τόσο στην επαγγελματική όσο και στην ερασιτεχνική αστρονομία, για την υπομονή του και την βοήθειά του, η οποία ήταν πολύ πολύτιμη για μένα, για την εκπόνηση της παρούσας διπλωματικής εργασίας.

Ευχαριστώ επίσης τον κ. Zasche Petr, υποψήφιο διδάκτορα στο Πανεπιστήμιο του Καρόλου στη Πράγα, για την παροχή των απαραίτητων υπολογιστικών προγραμμάτων που χρησιμοποιήθηκαν για την εξαγωγή των αποτελεσμάτων, καθώς και για την καθοδήγηση και την βοήθειά του σε αυτά.

Ιούνιος 2006, Αθήνα

## Πρόλογος

Οι μεταβλητοί αστέρες κατέχουν σήμερα μία πολύ σημαντική θέση στην αστροφυσική, τόσο θεωρητικά όσο και παρατηρησιακά. Ο λόγος για τον οποίο έχουν αυτή τη θέση είναι επειδή οι περισσότεροι είναι άμεσα παρατηρήσιμοι και μας παρέχουν ένα μεγάλο πλούτο γνώσεων για την αστρική εξέλιξη. Ανάλογα με την μεταβλητότητα του αστέρα, αυτοί κατατάσσονται σε διάφορες κατηγορίες. Μία από τις σημαντικότερες κατηγορίες μεταβλητών αστερών αποτελούν οι *Κηφείδες* αστέρες χάρη στους οποίους είμαστε σε θέση να μετράμε ενδογαλαξιακές αποστάσεις και αποστάσεις κοντινών γαλαξιών στους οποίους μπορούμε να διακρίνουμε μεμονωμένους αστέρες.

Σήμερα πιστεύουμε ότι η φυσική μεταβλητότητα των αστερών είναι ένα στάδιο της εξελικτικής τους πορείας. Όταν ο αστέρας φύγει από την κύρια ακολουθία (δηλαδή όταν ολοκληρωθεί η καύση του υδρογόνου στον πυρήνα του), τότε ακολουθεί μία ασταθής φάση κατά την οποία η λαμπρότητά του αρχίζει να μεταβάλλεται λόγω φυσικών αιτιών. Επιπροσθέτως, οι αστέρες της κύριας ακολουθίας οι οποίοι έχουν μεγάλη μάζα έχουν βίαιο τέλος, οι λεγόμενοι *υπερκαινοφανείς* αστέρες, με αποτέλεσμα και πάλι, σε αυτό το στάδιο της εξέλιξής τους, τη μεταβολή της λαμπρότητάς τους.

Υπάρχουν όμως και μεταβολές λαμπρότητας σε αστέρες, οι οποίες δεν οφείλονται σε φυσικά αίτια αλλά σε εκλείψεις από κάποιον συνοδό αστέρα. Αυτό φυσικά δεν σχετίζεται με την φυσική εξέλιξη των αστερών του συστήματος, αλλά μέσω αυτών των περιοδικών μεταβολών στη λαμπρότητά τους μπορούμε να συλλέξουμε πολύτιμες πληροφορίες τόσο για το μέγεθός τους όσο και για την εξελικτική φάση στην οποία βρίσκονται.

Στην παρούσα διπλωματική εργασία θα ασχοληθούμε με τρεις διαφορετικούς δι' εκλείψεων μεταβλητούς αστέρες, και όπως θα δούμε ο καθένας αποτελεί μια ξεχωριστή περίπτωση. Θα μελετήσουμε το LITE (*Light-time effect*) στα διπλά εκλειπτικά συστήματα αστερών UX Eri και TX Her και την κίνηση της γραμμής των αψίδων στο διπλό εκλειπτικό σύστημα IQ Per. Στόχος μας είναι να δημιουργήσουμε τα μοντέλα αυτών των συστημάτων και να εξάγουμε τις απαραίτητες παραμέτρους σε κάθε περίπτωση.

# ΠΕΡΙΕΧΟΜΕΝΑ

σελ.

Ευχαριστίες  
Πρόλογος

## ΚΕΦΑΛΑΙΟ 1<sup>ο</sup> – ΜΕΤΑΒΛΗΤΟΙ ΑΣΤΕΡΕΣ

1.1	Εισαγωγή, ιστορικά στοιχεία	1
1.2	Ονοματολογία & κατάλογοι μεταβλητών αστέρων	3
1.3	Ταξινόμηση των μεταβλητών αστέρων	3
1.4	Τύποι μεταβλητών αστέρων	5
1.4.1	Φυσικοί μεταβλητοί αστέρες	6
1.4.1.1	Παλλόμενοι μεταβλητοί αστέρες	6
1.4.1.1.1	Φυσική των ακτινικών αναπάλσεων	7
1.4.1.1.2	Κηφείδες : $\delta$ Cephei, W Virginis	9
1.4.1.1.3	Βραχυπερίοδοι μεταβλητοί αστέρες : RR Lyrae, $\beta$ Cephei, $\delta$ Scuti	13
1.4.1.1.4	Μακροπερίοδοι μεταβλητοί αστέρες	17
1.4.1.1.5	Αστέρες τύπου RV Tauri και ημι-ομαλοί μεταβλητοί αστέρες	19
1.4.1.1.6	Αστέρες τύπου R Coronae Borealis και ανώμαλοι μεταβλητοί αστέρες	21
1.4.1.2	Περιστρεφόμενοι μεταβλητοί αστέρες	22
1.4.1.2.1	Αστέρες τύπου $\alpha_2$ Canum Venaticorum ή μαγνητικοί αστέρες	22
1.4.1.2.2	Αστέρες τύπου BY Draconis	23
1.4.1.2.3	Radio Pulsars	24
1.4.1.3	Εκρηκτικοί μεταβλητοί αστέρες	26
1.4.1.3.1	Υπερκαινοφανείς	26
1.4.1.3.2	Κατακλυσμικοί μεταβλητοί αστέρες, αστέρες τύπου U Geminorum, SS Cygni και Z Camelopardalis	28
1.4.1.3.3	Διπλά συστήματα εκπομπής ακτίνων X	31
1.4.1.3.4	Συμβιωτικοί αστέρες	32
1.4.1.3.5	Αστέρες εκλάμψεων ή αστέρες τύπου UV Ceti	33
1.4.1.3.6	Μεταβλητοί αστέρες W-R (Wolf-Rayet) και αστέρες τύπου P Cygni	34
1.4.1.4	Ανώμαλοι μεταβλητοί αστέρες	35
1.4.1.4.1	Μεταβλητοί αστέρες νεφελωμάτων και αστέρες τύπου RW Aurigae	35
1.4.1.4.2	Αστέρες τύπου T Tauri	36
1.4.1.4.3	Μεταβλητοί αστέρες Be ή αστέρες τύπου $\gamma$ Cassiopeiae	37
1.4.2	Μη φυσικοί μεταβλητοί – Εκλειπτικοί μεταβλητοί αστέρες	39
1.4.2.1	Διπλά συστήματα αστέρων	39
1.4.2.2	Υπολογισμός παραμέτρων διπλού συστήματος αστέρων	39
1.4.2.3	Ταξινόμηση διπλών συστημάτων αστέρων	42
1.4.2.3.1	Ταξινόμηση διπλών συστημάτων αστέρων βάσει μεθόδων παρατήρησης	43
1.4.2.3.1.1	Οπτικώς διπλοί αστέρες	43
1.4.2.3.1.2	Φασματοσκοπικά διπλά συστήματα αστέρων	43
1.4.2.3.1.3	Αstromετρικά διπλά συστήματα αστέρων	44
1.4.2.3.1.4	Φωτομετρικά διπλά συστήματα αστέρων	45
1.4.2.3.2	Ταξινόμηση διπλών συστημάτων αστέρων βάση του μοντέλου Roche	46
1.4.2.3.2.1	Το μοντέλο Roche	46
1.4.2.3.2.2	Αποχωρισμένα διπλά συστήματα αστέρων	47
1.4.2.3.2.3	Ημιαποχωρισμένα διπλά συστήματα αστέρων	48
1.4.2.3.2.4	Διπλά συστήματα αστέρων σε επαφή	48
1.4.2.3.3	Ταξινόμηση διπλών συστημάτων αστέρων βάσει της μορφής της καμπύλης φωτός τους	49
1.4.2.3.3.1	Συστήματα τύπου Algol	49
1.4.2.3.3.2	Συστήματα τύπου $\beta$ Lyrae	49
1.4.2.3.3.3	Συστήματα τύπου W Ursa Majoris	50

**ΚΕΦΑΛΑΙΟ 2<sup>ο</sup> – ΟΡΓΑΝΑ ΚΑΙ ΤΕΧΝΙΚΕΣ ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΗΣ**

2.1	Εισαγωγή	51
2.2	Το Γεροσταθοπούλειο πανεπιστημιακό αστεροσκοπείο	52
2.2.1	Υποδομή	52
2.2.2	Τεχνικά χαρακτηριστικά του τηλεσκοπίου	53
2.3	CCD κάμερα	55
2.3.1	Εισαγωγή	55
2.3.2	Αρχή λειτουργίας του CCD	55
2.3.3	Παράμετροι ανιχνευτών ακτινοβολίας	57
2.3.4	Πλεονεκτήματα και μειονεκτήματα του CCD	58
2.3.5	Συγχώνευση ψηφίδων	59
2.3.6	Πηγές θορύβου	59
2.3.6.1	Ο λόγος σήματος προς θόρυβο	59
2.3.6.2	Ο θόρυβος αποφόρτισης	60
2.3.6.3	Ο θερμικός θόρυβος	60
2.3.6.4	Ο θόρυβος φωτονίων από το παρατηρούμενο αντικείμενο	61
2.3.6.5	Ο θόρυβος του υποβάθρου	61
2.3.7	Σχηματισμός εικόνας με CCD και επεξεργασία	62
2.3.7.1	Σχηματισμός εικόνας με CCD	62
2.3.7.2	Επεξεργασία εικόνας	63
2.3.7.2.1	Εικόνα αντιστάθμισης – Bias	63
2.3.7.2.2	Εικόνα σκότους – Dark image	63
2.3.7.2.3	Εικόνα απόκρισης – Flat field	64
2.3.8	Εφαρμογή του CCD στην αστρική φωτομετρία	65
2.3.8.1	Η αστρική φωτομετρία και η σταθερά του μεγέθους	65
2.3.8.2	Φωτομετρία εκτεταμένων πηγών	65

**ΚΕΦΑΛΑΙΟ 3<sup>ο</sup> – ΕΠΕΞΕΡΓΑΣΙΑ ΤΩΝ ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΕΩΝ**

3.1	Φωτομετρία	67
3.2	Ηλιοκεντρική διόρθωση	69
3.3	Διαγράμματα V-C, K-C	70
3.4	Υπολογισμός των χρόνων ελαχίστου από τις καμπύλες φωτός (minima)	72
3.5	Διαγράμματα φάσης	73
3.6	Διαγράμματα ροής	74
3.7	Διαγράμματα O-C	76

**ΚΕΦΑΛΑΙΟ 4<sup>ο</sup> – ΜΕΛΕΤΗ ΚΑΙ ΑΝΑΛΥΣΗ ΔΙΑΓΡΑΜΜΑΤΩΝ O-C ΔΙΠΛΩΝ ΕΚΛΕΙΠΤΙΚΩΝ ΣΥΣΤΗΜΑΤΩΝ**

4.1	Διαμόρφωση των διαγραμμάτων O-C από φαινόμενες μεταβολές της περιόδου	79
4.2	Διαφορές O-C λόγω έκκεντρης τροχιάς του δευτερευόντος αστέρα	80
4.3	Διαφορές O-C λόγω περιστροφής της γραμμής των αψίδων	82
4.3.1	Μετάθεση του περιάστρου λόγω της παλιρροιακής αλληλεπίδρασης των μελών	82
4.3.2	Μετάθεση του περιάστρου λόγω ύπαρξης τρίτου αστέρα	83
4.3.3	Μετάθεση του περιάστρου λόγω σχετικιστικών φαινομένων	84
4.3.4	Διαμόρφωση των O-C διαγραμμάτων από την περιστροφή της γραμμής των αψίδων	84
4.4	Διαφορές O-C λόγω του <i>Light-Time Effect</i> (LITE)	86
4.4.1	Εισαγωγή	86
4.4.2	Μαθηματικό μοντέλο του LITE	86
4.4.3	Παρατηρήσεις του LITE σε διπλά συστήματα αστέρων	89

4.4.3.1 LITE και περιστροφή της γραμμής των ανιδών	90
4.4.3.2 Το LITE σε συστήματα όπου το τρίτο σώμα έχει μικρή περίοδο	90

## **ΚΕΦΑΛΑΙΟ 5<sup>ο</sup> –ΕΠΕΞΕΡΓΑΣΙΑ, ΑΝΑΛΥΣΗ ΚΑΙ ΜΕΛΕΤΗ ΤΩΝ ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΕΩΝ ΣΕ ΕΠΙΛΕΓΜΕΝΑ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΑΣΤΕΡΩΝ**

<b>5.1 Το σύστημα TX Her</b>	93
5.1.1 Εισαγωγή	93
5.1.2 CCD παρατηρήσεις και επεξεργασία των δεδομένων	93
5.1.2.1 Διαγράμματα V-C, K-C	95
5.1.2.2 Υπολογισμός των χρόνων ελαχίστου από τις καμπύλες φωτός	96
5.1.2.3 Το διάγραμμα O-C	97
5.1.4 Το μοντέλο του συστήματος	105
5.1.5 Συμπεράσματα	108
<b>5.2 Το σύστημα IQ Per</b>	109
5.2.1 Εισαγωγή	109
5.2.2 CCD παρατηρήσεις και επεξεργασία των δεδομένων	109
5.2.2.1 Διαγράμματα V-C, K-C	110
5.2.2.2 Υπολογισμός των χρόνων ελαχίστου από τις καμπύλες φωτός	111
5.2.2.3 Το διάγραμμα O-C	113
5.2.4 Το μοντέλο του συστήματος	116
5.2.5 Συμπεράσματα	118
<b>5.3 Το σύστημα UX Eri</b>	119
5.3.1 Εισαγωγή	119
5.3.2 CCD παρατηρήσεις και επεξεργασία των δεδομένων	119
5.3.2.1 Διαγράμματα V-C, K-C	120
5.3.2.2 Υπολογισμός των χρόνων ελαχίστου από τις καμπύλες φωτός	121
5.3.2.3 Το διάγραμμα O-C	121
5.3.4 Το μοντέλο του συστήματος	126
5.3.5 Συμπεράσματα	129
 Βιβλιογραφία	 131
 Παράρτημα Α - Ο κώδικας LITE	 Π.Α.1
Παράρτημα Β - Ο κώδικας Apsidal Motion	Π.Β.1



## ΚΕΦΑΛΑΙΟ 1ο

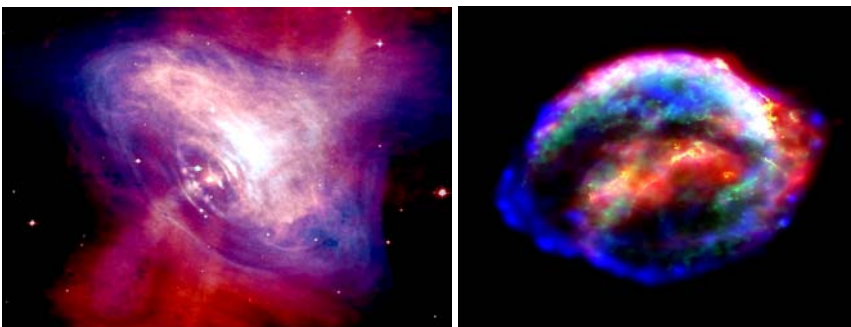
# ΜΕΤΑΒΛΗΤΟΙ ΑΣΤΕΡΕΣ

### 1.1 Εισαγωγή, ιστορικά στοιχεία

Σύμφωνα με την σύγχρονη αστροφυσική, ένας μεγάλος αριθμός αστέρων που βλέπουμε είναι μεταβλητοί. Ως μεταβλητό αστέρα ορίζουμε τον αστέρα εκείνο, ο οποίος για κάποιους λόγους, τους οποίους θα αναλύσουμε εκτενώς στα επόμενα κεφάλαια, μεταβάλλει σημαντικά την λαμπρότητα του συναρτήσει του χρόνου. Το πιο κοντινό μας παράδειγμα μεταβολής λαμπρότητας, αποτελεί ο Ήλιος. Όμως οι διακυμάνσεις της λαμπρότητάς του δεν ξεπερνούν το 0.2% της συνολικής, επομένως δεν μπορεί να χαρακτηριστεί μεταβλητός αστέρας. Σήμερα ένας νέος κλάδος της αστροφυσικής, η *αστεροσεισμολογία*, ασχολείται αποκλειστικά με τέτοιου είδους αστέρες μελετώντας τις φυσικές διαδικασίες που λαμβάνουν χώρα κατά την εξέλιξή τους. Η μεταβολή της λαμπρότητας οφείλεται, όπως θα δούμε, είτε σε φυσικά αίτια (ενδογενείς μεταβλητοί) είτε σε εκλείψεις από κάποιον συνοδό αστέρα (εξωγενείς μεταβλητοί). Από την αστρική εξέλιξη γνωρίζουμε ότι οι αστέρες που έχουν μάζα μεγαλύτερη από  $0.8 M_{\odot}$  στην Κύρια Ακολουθία, μπορούν να φθάσουν στο στάδιο των ερυθρών γιγάντων όπου πλέον οι αστέρες αυξομειώνουν την λαμπρότητά τους, για μερικά εκατομμύρια χρόνια. Θα μπορούσαμε να πούμε ότι η φυσική μεταβολή της λαμπρότητας ενός αστέρα τύπου – Ήλιου, είναι ουσιαστικά ένα στάδιο της ζωής του, και αυτό ακριβώς το σημείο είναι αντικείμενο ταχέως αναπτυσσόμενης έρευνας στη σύγχρονη αστροφυσική.

Οι άνθρωποι από αρχαιοτάτων χρόνων χρησιμοποιούσαν την αστρονομία ως μέσο πλοήγησης και ήταν φυσικό κάποιοι από αυτούς να παρατηρούσαν την μεταβολή της λαμπρότητας σε κάποια λαμπρά άστρα. Χαρακτηριστικά ιστορικά παραδείγματα είναι ο *supernova* το 1054 μ.Χ. που σήμερα γνωρίζουμε ως *Crab pulsar (M1)* στον αστερισμό του Ταύρου που παρατηρήθηκε από Κινέζους αστρονόμους, ο *supernova* του *Tycho Brahe* στην Κασσιόπη το 1572 μ.Χ., και του *Kepler* στον αστερισμό του Οφιούχου το 1604 μ.Χ. Σύμφωνα με άλλες ιστορικές μαρτυρίες ένας πολύ λαμπρός αστέρας που εμφανίστηκε στον αστερισμό του Σκορπιού το 134 π.Χ παρακίνησε τον Ίππαρχο τον Ρόδιο να αρχίσει να καταγράφει τους αστέρες, με αποτέλεσμα την σύνταξη των καταλόγων που όλοι γνωρίζουμε μέχρι σήμερα.

Τον Αύγουστο του 1595, ένας Λουθηρανός ιερέας και αστρονόμος ονόματι *David Fabricius* παρατήρησε τον αστέρα *ο Ceti*. Καθώς το παρατηρούσε για μερικούς μήνες, κατάλαβε ότι αυτός του 2<sup>ου</sup> μεγέθους αστέρας είχε γίνει αμυδρότερος. Λίγο καιρό αργότερα το αστέρι είχε εξαφανισθεί τελείως από τον ουρανό και μετά από λίγους μήνες επανήλθε στο ίδιο σημείο με λαμπρότητα, όμοια με αυτή που είχε αρχικά. Φυσικά η μεταβολή της λαμπρότητας του αστέρα συνεχίστηκε και τελικά το 1660 προσδιορίστηκε η ενδεκαετής περιόδός του. Προς τιμή αυτού του θαυματουργού, για την τότε εποχή, γεγονότος ο αστέρας ονομάστηκε *Mira*, από τον *Helvetius* το 1638, που στα ελληνικά σημαίνει θαύμα. Το 1667 ο *Montanari* ανακάλυψε την περιοδικότητα του  $\beta$  *Persei*, του γνωστού *Algol*, η περίοδος του οποίου υπολογίστηκε από τον *Goodricke* το 1782. Αυτός ο αστέρας είναι το πρώτο σύστημα εκλειπτικού μεταβλητού στην ιστορία της αστρονομίας.



Εικ. 1.1 Στις διπλανές φωτογραφίες απεικονίζονται το υπόλειμμα υπερκαινοφανούς που ανακάλυψε ο *Kepler* (δεξιά) και ο *Crab pulsar* (αριστερά) (πηγή: APOD)

Πίνακας 1.1. Ο παραπάνω πίνακας περιέχει μερικούς από τους πρωτοανακαλυφθέντες μεταβλητούς αστέρες. Αναγράφονται, το όνομα του αστέρα, ο τύπος μεταβλητότητας, το έτος και ο παρατηρητής που έκανε την ανακάλυψη.

Όνομα/Αστερισμός	Τύπος	Έτος ανακάλυψης	Παρατηρητής
SN 1572 Cas	Supernova	1572	W.Schuler, Tycho Brahe
Mira, ο Ceti	Mira	1596	David Fabricious
P Cyg, Nova 1600 cyg	S Dor	1600	Willem Janszoom Blaeu
SN 1604 Oph	Supernova	1604	Brunowsky, J. Kepler
Algol ,β Persei	Algol	1669	Geminiano Montarari
Nova Vulpeculae 1670	Nova	1670	Dom Anthelme
SN 1680	Supernova	1680	J.Flamsteed
χ Cygni	Mira	1687	G. Kirch
R Hydrae	Mira	1704	G.F. Maraldi
R Delphini	Mira	1751	Hencke
R Leonis	Mira	1782	J.A. Koch
Nova 1783 Sagittae	Nova	1783	D'Aleget
Sheliak, β Lyræ	β Lyr	1784	J.Goodricke
δ Cephei	δ Cep	1784	J.Goodricke
η Aquilae	δ Cep	1784	E.Piggot
ι Bootis B	W UMA	1785	W. Herschel
Ras Algheti ,α Her	SR c	1795	W. Herschel
R Coronae Borealis	R Cr B	1795	E.Piggot
R Scuti	RV Tau a	1795	E.Piggot
R Virginis	Mira	1809	Harding
R Aquarii	Mira	1810	Harding
ε Aurigae	Algol	1821	Fritsch
R Serpentis	Mira	1826	Harding
η Carinae	S Dor	1827	Burchell
S Serpentis	Mira	1828	Harding
R Cancri	Mira	1829	Schwerd
Betelguese, α Orionis	SR c	1836	J. Herschel

Έως τον 19<sup>ο</sup> αιώνα για τις παρατηρήσεις των μεταβλητών αστέρων, και γενικά για όλες τις αστρονομικές παρατηρήσεις, ως ανιχνευτής χρησιμοποιόταν το ανθρώπινο μάτι. Είναι αυτονόητο ότι τέτοιου είδους παρατηρήσεις περιείχαν σε μεγάλο βαθμό την υποκειμενικότητα του παρατηρητή, και έτσι υπήρχαν αποκλίσεις στα αποτελέσματα μεταξύ διαφορετικών παρατηρητών.

Στα τέλη του 19<sup>ου</sup> αιώνα μετά την βιομηχανική επανάσταση, η τεχνολογία αναπτυσσόταν με πολύ γρήγορους ρυθμούς. Οι αστρονόμοι είχαν αντιληφθεί πλήρως την ανάγκη καταγραφής των παρατηρήσεων και αναζητούσαν ένα νέο αστρονομικό μέσο καταγραφής και αποθήκευσης των παρατηρήσεων. Η φωτογραφία άρχισε να παίζει σημαντικό ρόλο πλέον στην παρατηρησιακή αστρονομία. Ειδικές φωτογραφικές τεχνικές για την αποτύπωση αμυδρών σχετικά αντικειμένων και συγκρίσεις φωτογραφικών πλακών που λαμβάνονταν με κάποια χρονική διαφορά, έδιναν πλέον αντικειμενικές παρατηρήσεις, αποτελούσαν μέσο αποθήκευσης και μπορούσαν πλέον να χρησιμοποιηθούν για την ανακάλυψη νέων μεταβλητών αστέρων. Με αυτό τον τρόπο μια νέα εποχή ανακαλύψεων και τεχνολογικής προόδου για την αστρονομία και την μελέτη των μεταβλητών αστέρων είχε μόλις αρχίσει....

## 1.2 Ονοματολογία & κατάλογοι μεταβλητών αστέρων

Η ραγδαία αύξηση των ανακαλύψεων μεταβλητών αστέρων, ανάγκασε τους αστρονόμους να δημιουργήσουν μια νέα κατηγορία αστέρων, που θα περιείχε μόνο αυτούς που η λαμπρότητά τους δεν είναι σταθερή. Από τα μέσα του 19<sup>ου</sup> αιώνα ο *Argelander* εισήγαγε τον κώδικα των *κεφαλαίων γραμμάτων* για κάθε αστερισμό. Αρχικά λόγω του μικρού πλήθους των μεταβλητών αστέρων, τα γράμματα που τους αντιπροσώπευαν ήταν από το R έως το Z. Όμως εν συνεχεία, νέες ανακαλύψεις ανέβασαν τον αριθμό των μεταβλητών σε μερικές χιλιάδες, οπότε τα χρησιμοποιούμενα γράμματα δεν ήταν αρκετά. Πλέον χρησιμοποιούνταν όλα τα κεφαλαία γράμματα της λατινικής αλφαβήτου, και όταν τελείωναν και αυτά χρησιμοποιούνταν τα *διπλά κεφαλαία γράμματα* (π.χ. HV Aqr) ακολουθούμενα πάντα από την συντομογραφία του αστερισμού στον οποίο ανήκει ο μεταβλητός αστέρας. Οι παραπάνω συνδυασμοί των διπλών κεφαλαίων γραμμάτων, για κάθε αστερισμό, είναι 334. Στα τέλη του 19<sup>ου</sup> αιώνα κι άλλες ανακαλύψεις μεταβλητών δημιούργησαν την ανάγκη εισαγωγής νέου καταλόγου. Ο *Charles Andre* πρότεινε ότι οι υπόλοιποι μεταβλητοί του αστερισμού θα χαρακτηρίζονται από το γράμμα V (variable star) και έναν αύξοντα αριθμό μεγαλύτερο του 334 (π.χ. V401 Cyg). Έχουμε πλέον κατάλογο ο οποίος μπορεί να περιλάβει άπειρο πλήθος μεταβλητών αστέρων. Εδώ πρέπει να επισημάνουμε ότι λαμπρότεροι αστέρες των αστερισμών (αυτοί που χρησιμοποιούν την ελληνική αλφάβητο), δεν μετονομάζονται αν διαπιστωθεί ότι είναι μεταβλητοί. (π.χ. ο αστέρας δ Cep είναι μεταβλητός, όμως το όνομά του δεν έχει αλλάξει).

Αστέρες που πρόσφατα ανακαλύφθηκε η μεταβλητότητά τους, λαμβάνουν προσωρινά το όνομα του παρατηρητή ο οποίος έκανε την ανακάλυψη, και εν συνεχεία, όταν προσδιοριστούν όλες οι απαραίτητες παράμετροι (τύπος μεταβλητότητας, περίοδος), λαμβάνει επίσημο όνομα από την αρμόδια επιτροπή της *Διεθνούς Αστρονομικής Ένωσης (IAU)*.

Ένας μεταβλητός αστέρας λαμβάνει οριστικό όνομα όταν γίνει γνωστός ο τύπος της μεταβλητότητάς του. Ο προσδιορισμός του ονόματος δίνεται Από την *Επιτροπή Μεταβλητών Αστέρων της Διεθνούς Αστρονομικής Ένωσης (Variable star Commission of the International Astronomical Union)*, η οποία κάθε έτος δημοσιεύει έναν κατάλογο με τους νέους μεταβλητούς.

Ο πιο εμπειριστατωμένος κατάλογος για τους μεταβλητούς αστέρες είναι του *Kukarkin B.V. et al.* (1969,1971,1974,1976,1985) «*Γενικός Κατάλογος Μεταβλητών Αστέρων*» ( **General Catalogue of Variable Stars**), ο οποίος περιέχει πάνω από 28.500 μεταβλητούς, ενώ υπάρχει και ο κατάλογος του *Kholopov P.N.* (1982) «ο *Νέος Κατάλογος των Υπόπτων Μεταβλητών Αστέρων*» (**New Catalogue of suspected Variable Stars**), που περιέχει υποψήφιους μεταβλητούς αστέρες οι οποίοι ακόμη δεν έχουν προσδιοριστεί ακριβώς.

Με την εξέλιξη της τεχνολογίας είμαστε πλέον σε θέση να παρατηρούμε μεταβλητούς αστέρες σε αστρικά σμήνη και στα νέφη του Μαγγελάνου . Συνολικά λοιπόν μπορούμε να πούμε ότι πάνω από **50.000** μεταβλητοί αστέρες είναι γνωστοί σήμερα.

## 1.3 Ταξινόμηση των μεταβλητών αστέρων

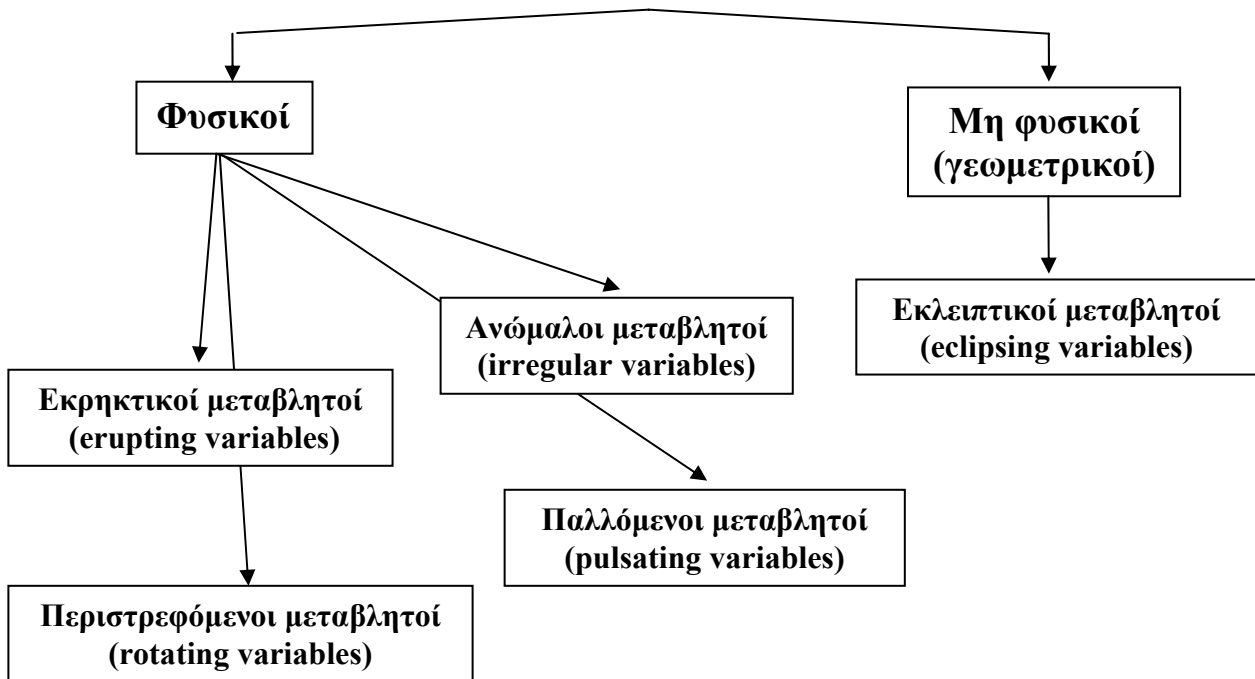
Η ταξινόμηση των μεταβλητών αστέρων γίνεται βάσει παρατηρησιακών δεδομένων. Βασικά στοιχεία ενός μεταβλητού αστέρα είναι η περίοδος, αν υπάρχει, και οι αιτίες που οδηγούν στην μεταβολή της λαμπρότητάς του. Μέσω παρατηρήσεων μπορούμε να δούμε την μεταβολή της λαμπρότητας συναρτήσει του χρόνου, και στην ανάλυση αυτών μπορούμε να αποφανθούμε για την περίοδο του μεταβλητού και τους λόγους αυτής της μεταβολής.

Η σύγχρονη αστροφυσική κατατάσσει αυτούς τους αστέρες σε διάφορες κατηγορίες, με διαφορετικά πάντα κριτήρια. Οι ταξινομήσεις των μεταβλητών αστέρων γίνονται είτε με βάση την *περιοδικότητά* τους, είτε με βάση τον *τύπο μεταβλητότητάς* τους.

Στα παρακάτω σχεδιαγράμματα παραθέτουμε τις δύο βασικότερες ταξινομήσεις, με όποια υποκατηγορία μεταβλητού αστέρα έχει παρατηρηθεί μέχρι σήμερα.

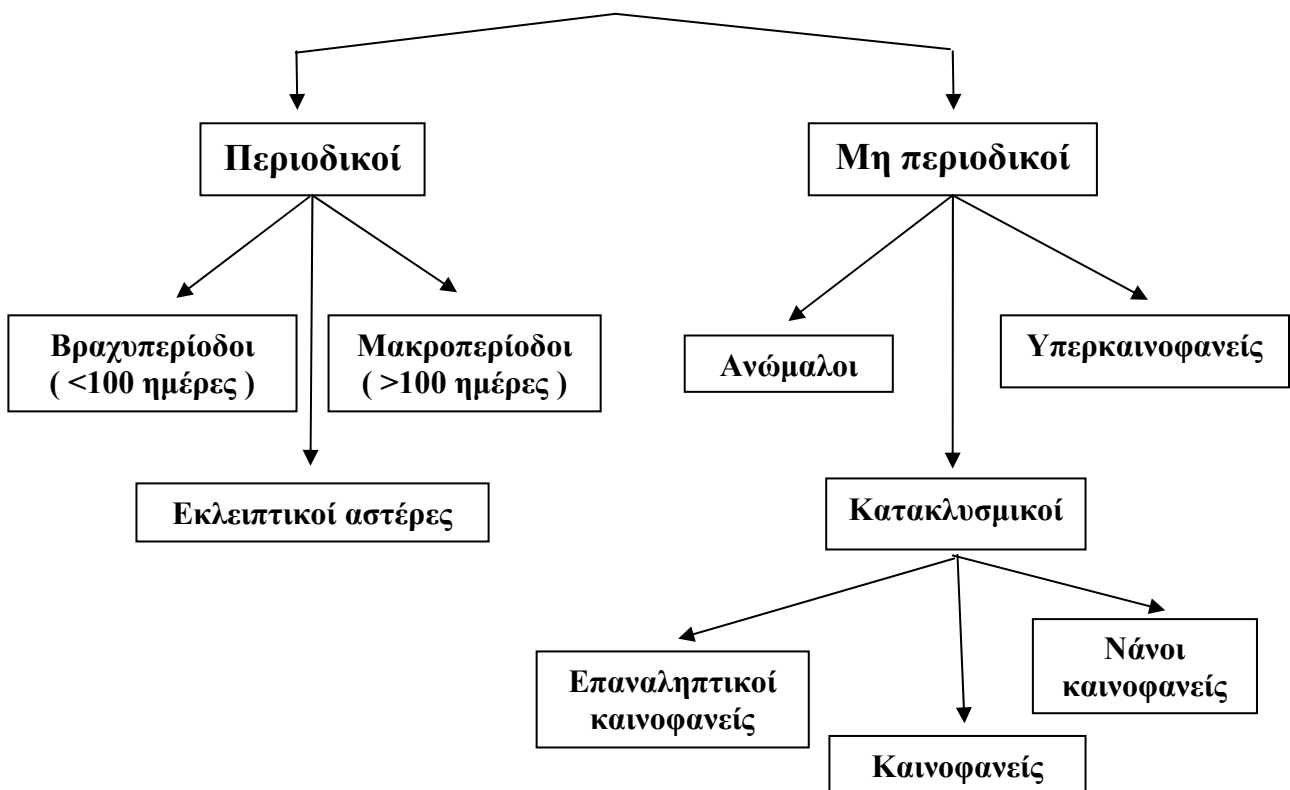
## Βάση αιτίων μεταβλητότητας

Αυτή η ταξινόμηση χωρίζει τους μεταβλητούς αστέρες σε δύο μεγάλες κατηγορίες



## Βάση περιодικότητας

Η ταξινόμηση αυτή χωρίζει τους μεταβλητούς αστέρες σε δύο μεγάλες κατηγορίες



## 1.4 Τύποι μεταβλητών αστέρων

Όπως προαναφέραμε, όταν εξακριβωθεί ο τύπος μεταβλητότητας του αστέρα, τότε κατατάσσεται σε μία από τις παραπάνω κατηγορίες και υποκατηγορίες. Κάθε αστέρας που παρουσιάζει ειδικές ιδιότητες μεταβολής, ενώ γενικά ανήκει σε μια μεγάλη κατηγορία, ονομάζεται *πρότυπος αστέρας της κατηγορίας*. Παρακάτω αναφέρονται όλες οι κατηγορίες μεταβλητών αστέρων και οι πρότυποι αυτών. Η ταξινόμηση που θα παρουσιάσουμε είναι των *H.J. Augensen και W.D. Heintz* και γίνεται βάσει του τύπου της μεταβλητότητας και της εξελικτικής φάσης του αστέρα.

### 1. ΦΥΣΙΚΟΙ ΜΕΤΑΒΛΗΤΟΙ ΑΣΤΕΡΕΣ

#### A. Παλλόμενοι μεταβλητοί

- Κηφείδες :  $\delta$  Cep, W Virginis
- Βραχυπερίοδοι μεταβλητοί:  $\beta$  Cep ή  $\beta$  CMa ,  $\delta$  Scuti , RR Lyrae
- Αστέρες τύπου Mira (ο Ceti), μακροπερίοδοι μεταβλητοί, μεταβλητοί OH/IR
- Αστέρες τύπου RV Tauri και ημι-ομαλοί μεταβλητοί
- Αστέρες τύπου R Coronae Borealis και ανώμαλοι μεταβλητοί

#### B. Περιστρεφόμενοι μεταβλητοί

- Αστέρες τύπου  $\alpha_2$  Canum Venaticorum ή μαγνητικοί μεταβλητοί
- Αστέρες τύπου BY Draconis
- Pulsars (μεμονωμένοι)

#### Γ. Εκρηκτικοί μεταβλητοί

- Υπερκαινοφανείς
- Κατακλυσμικοί μεταβλητοί, αστέρες τύπου U Geminorum, SS Cygni και Z Camelopardalis
- Συμπαγή διπλά συστήματα μικρής και μεγάλης μάζας ακτίνων X
- Συμβιοτικοί αστέρες
- Αστέρες εκλάμψεων ή αστέρες τύπου UV Ceti
- Μεταβλητοί W-R (Wolf – Rayet) και αστέρες τύπου P Cygni

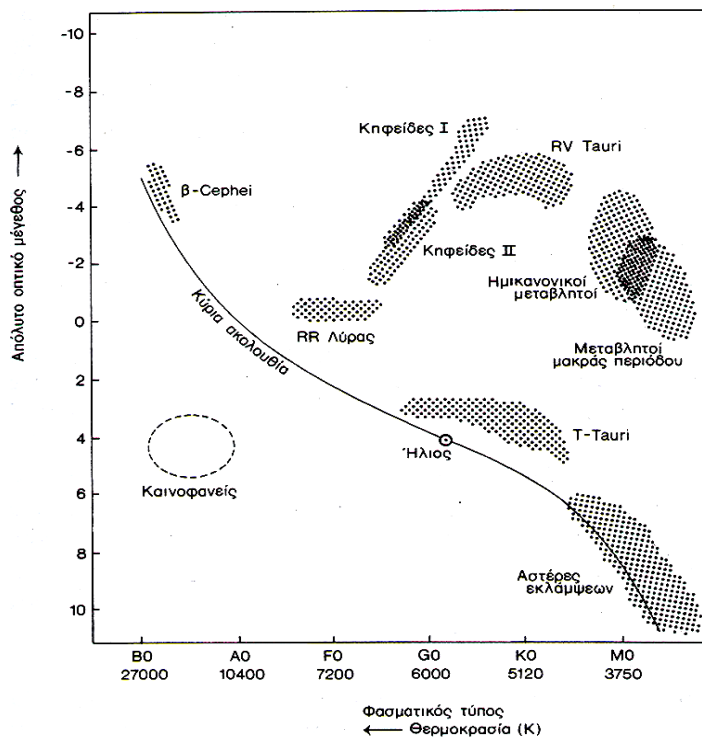
#### Δ. Ανώμαλοι μεταβλητοί

- Μεταβλητοί νεφελωμάτων, αστέρες τύπου RW Aurigae
- Αστέρες τύπου T Tauri
- Μεταβλητοί αστέρες Be ή αστέρες τύπου  $\gamma$  Cassiopeiae

### 2. ΜΗ ΦΥΣΙΚΟΙ ΜΕΤΑΒΛΗΤΟΙ – ΕΚΛΕΙΠΤΙΚΟΙ ΜΕΤΑΒΛΗΤΟΙ

- Αποχωρισμένα συστήματα
- Ημι-αποχωρισμένα συστήματα
- Συστήματα σε επαφή

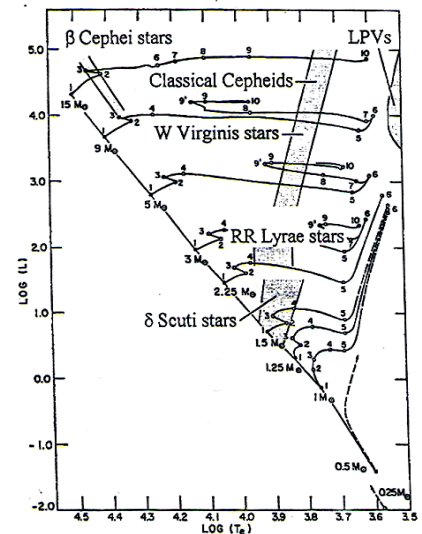
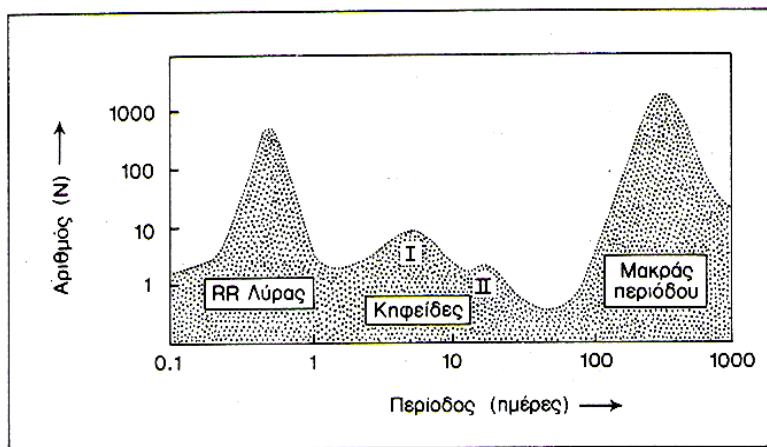
### 1.4.1 Φυσικοί μεταβλητοί αστέρες



Σχ.1.1 Η θέση των διαφόρων τύπων μεταβλητών αστέρων στο διάγραμμα H-R (πηγή: σημ. αστροφ.ΙΙ 2005)

#### 1.4.1.1 Παλλόμενοι μεταβλητοί αστέρες

Οι εν λόγω αστέρες είναι μια πολύ σημαντική κατηγορία μεταβλητών, διότι έχουμε περιοδικότητα της μεταβολής της λαμπρότητας. Συνήθως η λαμπρότητά τους φτάνει μία μέγιστη τιμή, και εν συνεχεία μειώνεται έως ότου πάρει μία ελάχιστη. Τα αίτια αυτής της μεταβολής οφείλονται όπως έχει διαπιστωθεί σε αναπάλξεις του ίδιου του αστέρα, και σε μεγάλη πλειοψηφία είναι ακτινικές. Όπως θα δούμε παρακάτω η υδροστατική ισορροπία, για κάποιους λόγους καταστρέφεται, κι αυτό έχει σαν αποτέλεσμα τη περιοδική συστολή και διαστολή του αστέρα.



Σχ.1.2 Ιστόγραμμα της κατανομής της περιόδου των παλλόμενων μεταβλητών αστέρων

Σχ.1.3 Οι θέσεις των παλλόμενων αστέρων στο διάγραμμα H-R (πηγή: σημ.Αστροφυσικής ΙΙ,2005)

### 1.4.1.1.1 Φυσική των ακτινικών αναπάλσεων

Οι ακτινικές αναπάλσεις ενός παλλόμενου αστέρα, κατά πάσα πιθανότητα, οφείλονται σε εκτόνωση ακουστικών κυμάτων, που προέρχονται από το εσωτερικό του, στην περιφέρεια του αστέρα. Μπορούμε να κάνουμε έναν πρώτο υπολογισμό της περιόδου ανάπαλσης  $\Pi$ , μετρώντας τον χρόνο που χρειάζεται το ακουστικό κύμα, για να διασχίσει όλη την διάμετρο του αστέρα σταθερής πυκνότητας  $\rho$ .

$$\text{Η αδιαβατική ταχύτητα του ήχου δίνεται από την σχέση : } U_s = \sqrt{\frac{\gamma P}{\rho}} \quad (1)$$

Όπου  $P$  η πίεση, και  $\gamma$  ο λόγος των ειδικών θερμοτήτων

Η πίεση  $P$  βρίσκεται από τις εξισώσεις της μαγνητουδροδυναμικής, θεωρώντας υδροστατική ισορροπία και (μη ρεαλιστικά) σταθερή πυκνότητα, από την σχέση :

$$\frac{dP}{dr} = -G \frac{M_r \rho}{r^2} \quad (2)$$

Παρατηρούμε ότι η έλκουσα μάζα  $M$  είναι συνάρτηση της απόστασης  $r$  από το κέντρο του αστέρα.

$$\text{Χρησιμοποιώντας τις βασικές σχέσεις : } m = \rho V \quad (3)$$

$$\text{Όπου } V \text{ ο όγκος του αστέρα : } V = \frac{4}{3} \pi r^3 \quad (4)$$

$$\text{Συνδυάζοντας τις (2),(3),(4) παίρνουμε την σχέση : } \frac{dP}{dr} = -\frac{4}{3} \pi G r \rho^2 \quad (5)$$

Θεωρούμε ότι στην επιφάνεια του αστέρα, δηλαδή σε απόσταση  $R$  από το κέντρο του ( $R \rightarrow$  ακτίνα)  
Η πίεση έχει μηδενική τιμή  $P(R) = 0$

$$\text{Η παραπάνω διαφορική εξίσωση μας δίνει ως λύση: } P(r) = \frac{2}{3} \pi G \rho^2 (R^2 - r^2)$$

Οπότε η περίοδος ανάπαλσης μπορεί να υπολογιστεί από την σχέση :

$$\Pi \approx 2 \int_0^R \frac{dr}{U_s} \approx 2 \int_0^R \frac{dr}{\sqrt{\frac{2}{3} \gamma \pi G \rho (R^2 - r^2)}}$$

Λύνοντας το παραπάνω ολοκλήρωμα βρίσκουμε :

$$\Pi \approx \sqrt{\frac{3\pi}{2\gamma\rho G}} \Rightarrow \Pi^2 \rho = \sqrt{\frac{3\pi}{2\gamma G}} = \text{σταθερό}$$

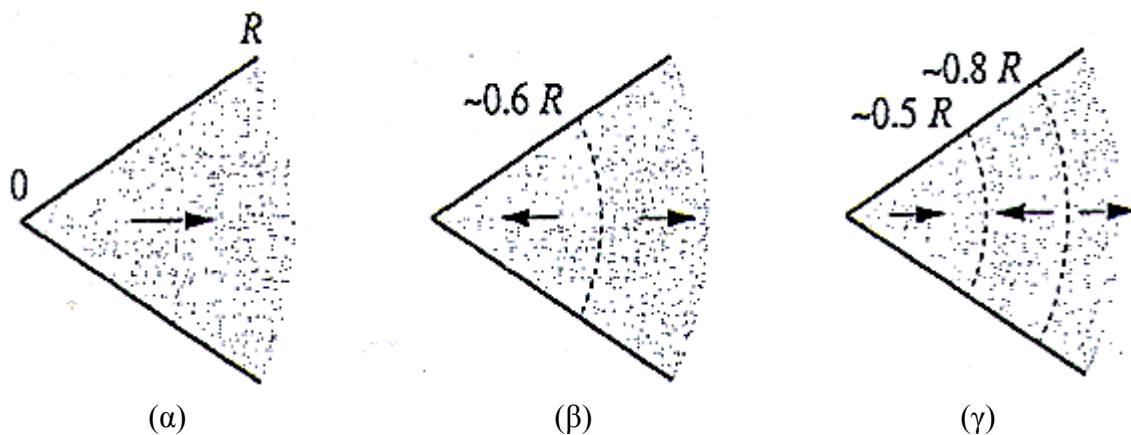
Βρήκαμε τελικά μια σχέση ανάμεσα στη περίοδο ανάπαλσης και την πυκνότητα του αστέρα. Η παραπάνω σχέση ανακαλύφθηκε για πρώτη φορά από την *Leavitt* και εξηγούσε πλήρως την παραλληλία της ζώνης αστάθειας με τον άξονα της λαμπρότητας στο διάγραμμα H-R. Παρατηρήσεις, σε νάνους αστέρες και ερυθρούς γίγαντες, έδειξαν όντως την ισχύ της παραπάνω σχέσης αφού οι περίοδοι ανάπαλσης των νάνων αστέρων ήταν μικρότερες σε σχέση με τις περιόδους των αραιότερων ερυθρών γιγάντων.

Πιν 1.2 Ο παραπάνω πίνακας περιέχει τα εύρη των τιμών της περιόδου ανάπαλσης τον πληθυσμό στον οποίο ανήκουν, καθώς και τον τύπο ανάπαλσης για όλες τις κατηγορίες παλλόμενων αστέρων (πηγή: *modern astrophysics των Carroll&Ostlie, 1996*)

Type	Range of Periods	Population Type	Radial or Nonradial
Long-Period Variables	100–700 days	I,II	R
Classical Cepheids	1–50 days	I	R
W Virginis stars	2–45 days	II	R
RR Lyrae stars	1.5–24 hours	II	R
$\delta$ Scuti stars	1–3 hours	I	R,NR
$\beta$ Cephei stars	3–7 hours	I	R,NR
ZZ Ceti stars	100–1000 seconds	I	NR

Η ακτινική ανάπαλση των παλλόμενων αστέρων μπορεί να επεξηγηθεί με στάσιμα κύματα, σε τρία στάδια.

- *Fundamental mode* ( $\alpha$ ): Το αέριο ξεκινά από το κέντρο και διαδίδεται ακτινικά προς την περιφέρεια του αστέρα
- *First overtone* ( $\beta$ ): Ένα μέρος του κύματος σε κάποια απόσταση από το κέντρο, επιστρέφει προς τα πίσω, ενώ το υπόλοιπο συνεχίζει προς την επιφάνεια
- *Second overtone* ( $\gamma$ ): Το κύμα που αρχικά όδευε προς την επιφάνεια «σπάει» σε δύο κομμάτια, εκ των οποίων το ένα συνεχίζει προς την περιφέρεια, διαστέλλοντας την ακτίνα του αστέρα, και το άλλο επιστρέφει προς τα πίσω και συγκρούεται με ένα νέο εξερχόμενο κύμα από το κέντρο του αστέρα. Αυτό ακριβώς το «φρενάρισμα» εμποδίζει το νέο κύμα να διαφύγει, και πλέον τα εξωτερικά κελύφη αρχίζουν να καταρρέουν, προκαλώντας έτσι την συστολή του αστέρα.



Σχ.1.4 Στάδια ανάπαλσης των παλλόμενων αστέρων (πηγή: *modern astrophysics των Carroll&Ostlie, 1996*)



## Θεωρία της ανάπαλσης

Το 1914 ο αμερικανός *Harlow Shapley*, προκειμένου να ερμηνεύσει το φαινόμενο της περιοδικής μεταβολής της λαμπρότητας αυτών των αστέρων, διατύπωσε την θεωρία της ανάπαλσης, την οποία επεξεργάστηκε μαθηματικά το 1918 ο *Sir Arthur Eddington*.

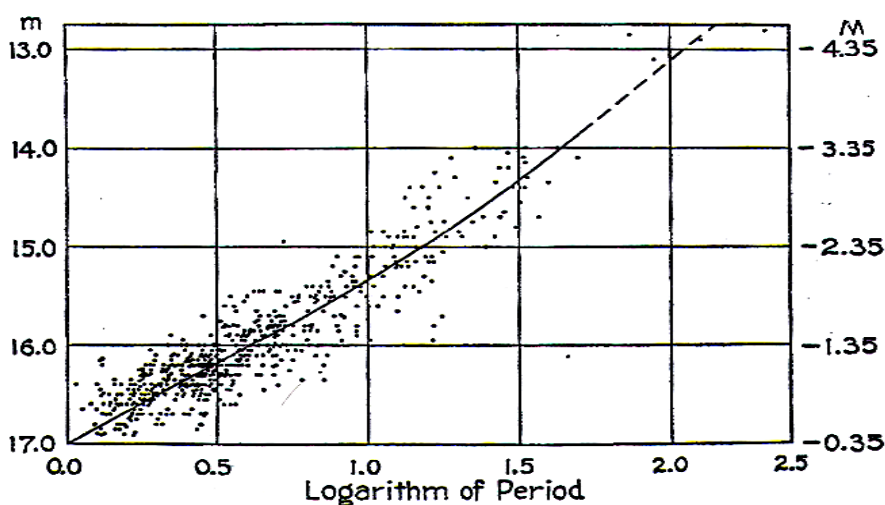
Εξετάζοντας ποιοτικά αυτή την θεωρία, μπορούμε να δούμε τα βήματα αυτής της ανάπαλσης. Σε μια πρώτη φάση ο αστέρας συστέλλεται και ως εκ τούτου γίνεται θερμότερος και φασματικά πιο γαλάζιος, εκπέμπει δηλαδή την ακτινοβολία του σε μικρότερα μήκη κύματος. Όταν η διάμετρος του αστέρα πάρει την μικρότερη τιμή της, τότε η θερμοκρασία του κέντρου γίνεται μεν η μεγαλύτερη δυνατή, τα ποσά ενέργειας, όμως, που δημιουργούνται εκείνη ακριβώς τη στιγμή στον πυρήνα του, φθάνουν στην επιφάνειά του 1/4 της περιόδου αργότερα, όταν πια η φωτόσφαιρά του διαστέλλεται με τη μέγιστη δυνατή ταχύτητα.

Σε μια δεύτερη φάση, ο αστέρας διαστέλλεται και ως εκ τούτου συνεχώς ψύχεται. Όταν η διάμετρος του πάρει την μεγαλύτερη τιμή της, η θερμοκρασία του πυρήνα του γίνεται ελάχιστη. Το φαινόμενο αυτό θα εκδηλωθεί στη φωτόσφαιρα πάλι 1/4 της περιόδου αργότερα, όταν πλέον αυτή θα συστέλλεται με την μέγιστη δυνατή ταχύτητα.

### 1.4.1.1.2 Κηφείδες

Αυτή η κατηγορία παλλόμενων αστέρων θεωρείται ίσως η πιο σημαντική. Ο λόγος είναι ότι οι κηφείδες εκτός του μεγάλου αριθμού τους, έχουν μελετηθεί με μεγάλη λεπτομέρεια, και μέσω των ιδιοτήτων που παρουσιάζουν μπορούμε να μετράμε αποστάσεις στο σύμπαν.

Η αστρονόμος *Henrietta Swan Leavitt* ανακάλυψε μερικές χιλιάδες παλλόμενων αστέρων όταν εργαζόταν για τον *Edward Charles Pickering* στο πανεπιστήμιο του *Harvard*. Η δουλειά της ήταν να συγκρίνει φωτογραφίες ενός αστρικού πεδίου που είχαν ληφθεί με κάποια χρονική διαφορά, και να παρατηρεί τυχόν μεταβολές στην λαμπρότητα των άστρων. Τελικά ανακάλυψε 2400 κηφείδες, πολλοί εκ των οποίων βρίσκονται στο μικρό νέφος του *Μαγγελάνου*, με περιόδους από 1 έως 50 ημέρες. Μετά από αυτές τις ανακαλύψεις η *Leavitt* ασχολήθηκε με την μελέτη της φύσης των κηφείδων στο μικρό νέφος του *Μαγγελάνου*. Παρατήρησε ότι οι πιο λαμπροί κηφείδες είχαν μεγαλύτερη περίοδο ανάπαλσης, κι έτσι αντιστοίχισε τα φαινόμενα μεγέθη με τις περιόδους ανάπαλσής τους. Θεωρώντας ότι όλοι οι κηφείδες βρίσκονταν σε απόσταση 60 kpc, όση δηλαδή η απόσταση του μικρού νέφους του *Μαγγελάνου* από εμάς, και βάση της σχέσης που συνδέει το απόλυτο με το φαινόμενο μέγεθος, βρήκε ότι οι διαφορές που παρουσιάζουν στο φαινόμενο μέγεθός τους, θα είναι οι ίδιες με αυτές στο απόλυτο μέγεθος.



Σχ.1.5 Διάγραμμα απόλυτου & φαινομένου μεγέθους συναρτήσεως της περιόδου των κλασσικών κηφείδων στο μικρό νέφος του *Μαγγελάνου* (πηγή: *AAVSO*)

Οι αστρονόμοι εκείνης της εποχής είχαν ενθουσιαστεί πολύ με την παραπάνω συσχέτιση περιόδου ανάπαλσης και απολύτου μεγέθους, διότι πλέον μπορούσαν να υπολογίσουν αποστάσεις στο σύμπαν, χρησιμοποιώντας την σχέση ( $m - M = 5 \log p - 5$ ) παρατηρώντας απλά την περίοδο ανάπαλσης ενός κηφείδη.

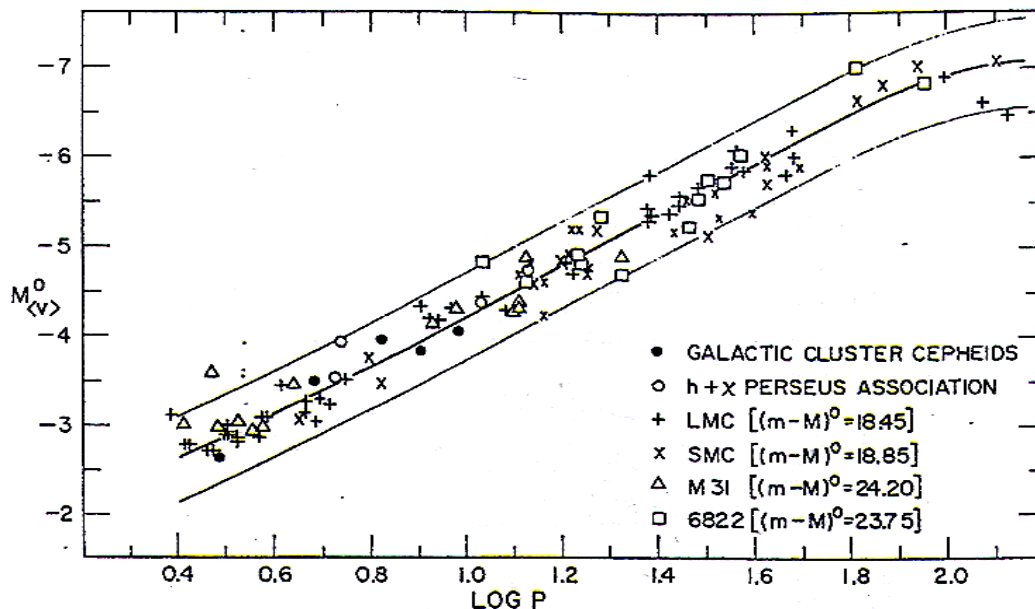
Πλέον το μόνο που χρειαζόταν ήταν ο υπολογισμός της απόστασης ενός κηφείδη αστέρα, ώστε να προσδιοριστεί η απόστασή του. Ο υπολογισμός του απολύτου μεγέθους  $M$  προϋποθέτει την γνώση της απόστασής του από εμάς. Για να αποφύγει την χρήση της απόστασης η *Leavitt* εξήγαγε την παρακάτω **σχέση Περιόδου-Λαμπρότητας** :

$$\log \frac{\langle L \rangle}{L_{\odot}} = 1.15 \log \Pi + 2.47$$

Όπου  $\langle L \rangle$  η μέση λαμπρότητα του κηφείδη, και  $\Pi$  η περίοδος ανάπαλσής του σε ημέρες.

Η αναγωγή της λαμπρότητας σε απόλυτο μέγεθος, δίνει την σχέση :

$$M_V = -2.8 \log \Pi - 1.43$$



Σχ.1.6 Σχέση περιόδου – λαμπρότητας για τους κηφείδες  
(πηγή: *modern astrophysics των Carroll&Ostlie, 1996*)

Οι κηφείδες εισήγαγαν την τρίτη διάσταση (βάθος) στους υπολογισμούς των αστρονόμων, και έκαναν δυνατό τον υπολογισμό των αποστάσεων εξωγαλαξιακών πηγών. Επειδή οι κηφείδες είναι υπεργίγαντες (τάξη φωτεινότητας Ib), περίπου 50 φορές μεγαλύτεροι από τον ήλιο και εκατοντάδες φορές λαμπρότεροι, παρατηρούνται πολύ εύκολα σε διαγαλαξιακές αποστάσεις.

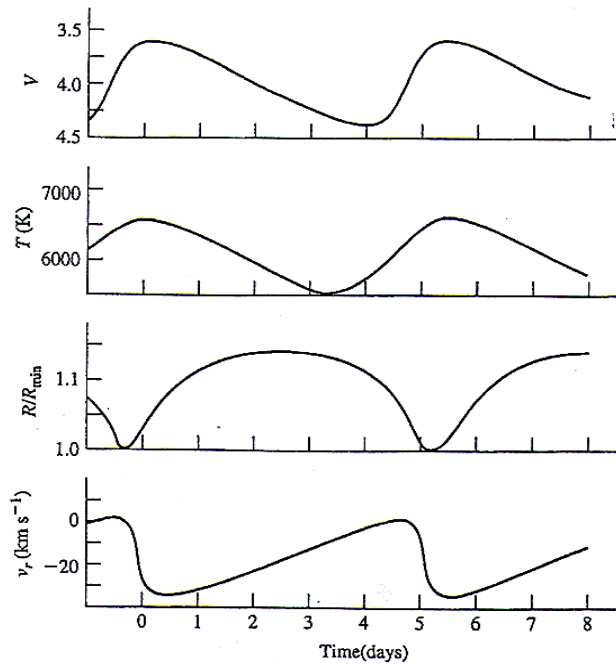
Η σημαντική προσφορά των κηφείδων σαν δείκτες κοσμικών αποστάσεων, δεν απαιτεί την κατανόηση των φυσικών αιτιών της ανάπαλσής τους. Όμως κάποτε πιστεύαμε ότι οι αναπάσεις δημιουργούνται από παλιρροϊκές δυνάμεις από κάποιον κοντινό συνοδό αστέρα, και κατ' επέκταση θεωρούσαμε ότι οι όλοι οι κηφείδες ανήκουν σε διπλά συστήματα. Ωστόσο το 1914 ο *Harlow Sharpley* διαφώνησε με την θεωρία των διπλών συστημάτων, και πρότεινε ότι οι παρατηρούμενες μεταβολές της λαμπρότητας, άρα και της θερμοκρασίας, δημιουργούνταν από ακτινικές αναπάσεις του ίδιου του αστέρα. Πρότεινε την ιδέα ότι αυτοί οι αστέρες «εισπνέουν και εκπνέουν» αυξομειώνοντας την λαμπρότητά τους. Τέσσερα χρόνια αργότερα ο *Sir Arthur Stanley Eddington* δημοσίευσε μια θεωρητική εργασία που ερχόταν σε πλήρη συμφωνία με τις μεταβολές της

λαμπρότητας, της θερμοκρασίας και της επιφανειακής ταχύτητας των κηφείδων κατά την διάρκεια μιας περιόδου ανάπαλσης.

Στον γαλαξία μας έχουμε ανακαλύψει περίπου 700 κηφείδες που ταξινομούνται σε δύο κατηγορίες ανάλογα την ηλικία τους.

### Κηφείδες Πληθυσμού I (κλασσικοί κηφείδες)

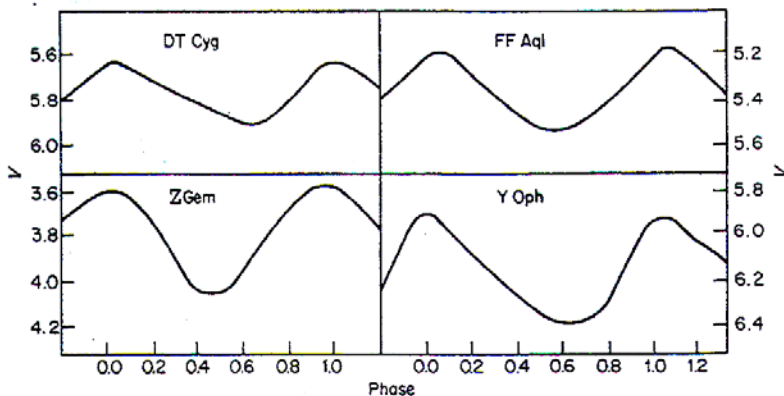
Πρότυπος αστέρα αυτής της κατηγορίας είναι ο  $\delta$  Cep ενώ όλοι οι αστέρες της κατηγορίας ανήκουν στον πληθυσμό I δηλαδή είναι πλούσιοι σε μέταλλα. Στον γενικό κατάλογο συμβολίζονται ως Cδ, δηλαδή κλασσικοί κηφείδες.



Σχ.1.7 Το παραπάνω σχήμα απεικονίζει τις μεταβολές του φαινομένου μεγέθους, της θερμοκρασίας, της ακτίνας και της επιφανειακής ταχύτητας του  $\delta$  Cep. (πηγή: AAVSO)

Στον πρότυπο αστέρα της κατηγορίας,  $\delta$  Cep, έχει παρατηρηθεί ότι η αλλαγή στην λαμπρότητά του οφείλεται στην μείωση της επιφανειακής θερμοκρασίας του κατά 1000 – 1500 K ενώ η ακτίνα του αστέρα κατά την ανάπαυση μειώνεται 5%-10%. Ο φασματικός τύπος του αστέρα αλλάζει συνεχώς μέσα σε μία περίοδο ανάπαλσης. Στο μέγιστο είναι φασματικού τύπου F5 (θερμότερος) ενώ στο ελάχιστο είναι τύπου G2 (ψυχρότερος). Στο διπλανό σχήμα μπορούμε να παρατηρήσουμε ότι οι καμπύλες της ακτίνας και του φαινομένου μεγέθους είναι «κατοπτρικές». Βλέπουμε ότι η λαμπρότητα του αστέρα είναι μεγαλύτερη όταν η ακτίνα του αυξάνει ταχέως, μετά το ελάχιστό της. Η περίοδος του είναι 5d 8h 47min 30sec και το απόλυτο μέγεθός του είναι -3.4. Έχει έναν συνοδό αστέρα φασματικού τύπου A0 V και φαινομένου μεγέθους 7.5.

Οι κλασσικοί κηφείδες βρίσκονται κυρίως στο γαλαξιακό επίπεδο. Έχουν εν γένει μεγάλη μάζα γι' αυτό και ο χρόνος παραμονής τους στην κύρια ακολουθία κυμαίνεται από 10 έως 20 εκατομμύρια χρόνια. Οι κηφείδες που παρατηρούμε εμείς είναι σε μεταγενέστερο στάδιο εξέλιξης και βρίσκονται στο στάδιο των υπεργιγάντων. Σε αυτή τη φάση της ζωής τους, διασχίζουν την ζώνη αστάθειας, και χαρακτηρίζονται από έντονες αναπάλσεις ενώ η περίοδος τους εξαρτάται από την αρχική θέση που θα καταλάβουν σε αυτή τη ζώνη. Απο τις φωτομετρικές καμπύλες αυτού του τύπου κηφείδων έχουμε ανακαλύψει ότι η μεταβολή της λαμπρότητάς τους δεν ξεπερνά τα 0.5 mag, ενώ η περίοδος κυμαίνεται από 1.8–20 days.

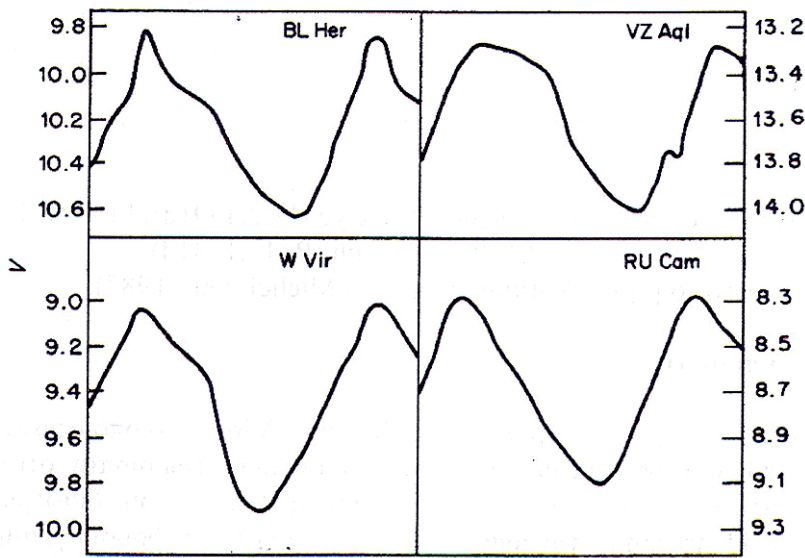


Σχ.1.8 Στο παραπάνω σχήμα βλέπουμε διαγράμματα φάσης τεσσάρων κλασσικών κηφείδων (πηγή: AAVSO)

## Κηφείδες πληθυσμού II

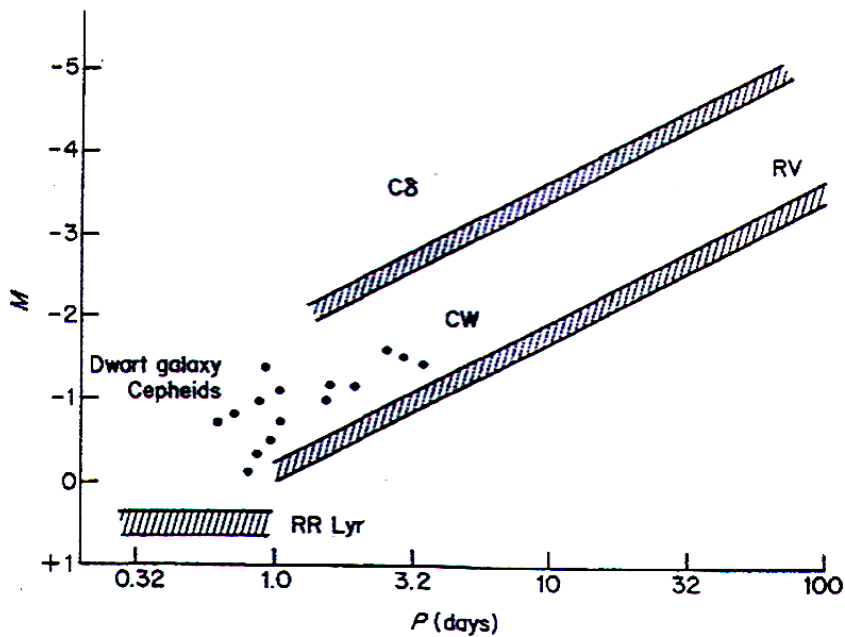
Πρότυπος αστέρας αυτής της κατηγορίας είναι ο W Virginis και ανακαλύφθηκε από τον Schonfeld το 1866. Βρίσκεται στις  $+61^\circ$  από το γαλαξιακό επίπεδο, και οι φωτομετρικές καμπύλες του διέφεραν από αυτές των κλασσικών κηφείδων ίδιας περιόδου κι επιπροσθέτως παρουσίαζε γραμμές έντονα ιονισμένου ασβεστίου, γεγονός που προκάλεσε σκέψη για νέα κατηγορία κηφείδων στους αστρονόμους. Για 80 περίπου χρόνια ο αστέρας αυτός άνηκε στην κατηγορία των κλασσικών κηφείδων, όμως το 1939 ανακαλύφθηκε ένας νέος αστέρας, που παρουσίαζε πολλές ομοιότητες με τον W Vir, και επιβεβαίωσε την ανάγκη για δημιουργία νέας κατηγορίας κηφείδων.

Οι κηφείδες αυτού του πληθυσμού είναι φτωχοί σε μέταλλα, έχουν μάζες από  $0.6 M_\odot$  έως



$1 M_\odot$ , είναι γηραιοί αστέρες, έχουν διαφορετική κατανομή και κίνηση στον γαλαξία από τους κλασσικούς και στον γενικό κατάλογο συμβολίζονται ως CW. Έχει παρατηρηθεί ότι τέτοιου είδους αστέρες που έχουν περίοδο μικρότερη των 2.5d παρουσιάζουν ασύμμετρες καμπύλες φωτός ενώ αντίθετα αυτοί που έχουν περίοδο μεγαλύτερη των 10d παρουσιάζουν μικρότερη ασυμμετρία. Η μεταβολή της λαμπρότητας αυτών των αστέρων είναι συχνά μεγαλύτερη από 1 mag.

Σχ.1.9 Στο παραπάνω σχήμα φαίνονται τα διαγράμματα φάσης τεσσάρων CW κηφείδων (πηγή: AAVSO)



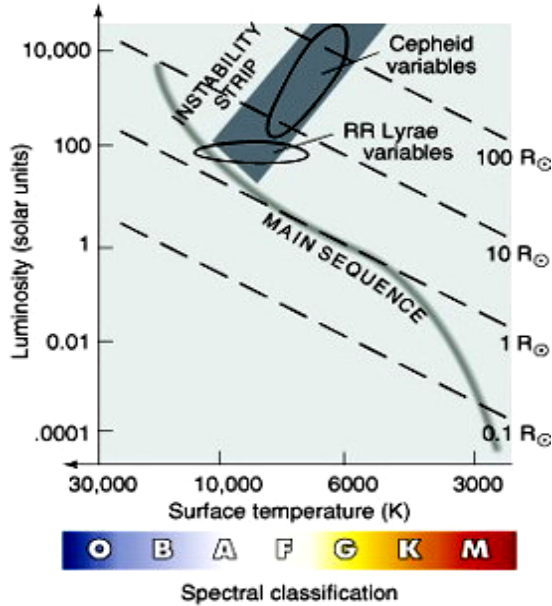
Σχ.1.10 Στο παραπάνω σχήμα βλέπουμε την σχέση περιόδου-λαμπρότητας για τους κηφείδες πληθυσμού I & II και τους παλλόμενους RR Lyrae (πηγή: AAVSO)

### 1.4.1.1.3 Βραχυπερίοδοι μεταβλητοί αστέρες

Είναι προφανές ότι πρόκειται για μεταβλητούς αστέρες με μικρή σχετικά περίοδο. Υπάρχουν διάφορες υποκατηγορίες, οι οποίες παρουσιάζονται παρακάτω και στην κάθε μια φυσικά αντιστοιχεί κάποιος πρότυπος αστέρας.

#### Αστέρες τύπου RR Lyrae

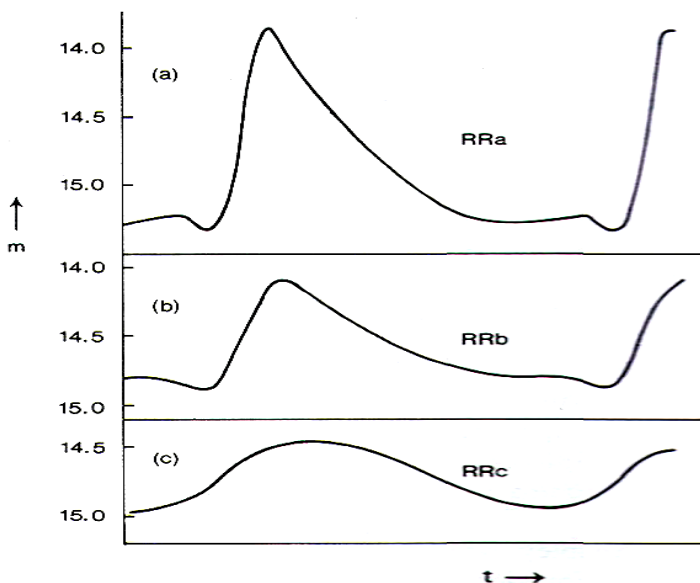
Ο πρότυπος αστέρας αυτής της κατηγορίας ανακαλύφθηκε σε σφαιρωτό σμήνος, και γι' αυτό τον λόγο οι αστέρες αυτού του τύπου ονομάστηκαν μεταβλητοί σμηνών. Ο αστέρας RR Lyrae έχει περίοδο 13h 36min και η μεταβολή της λαμπρότητάς του κυμαίνεται από 7.06 έως 8.12 mag.



Οι αστέρες αυτού του τύπου είναι γηραιοί αστέρες δίσκου, με μικρή περίοδο που κυμαίνεται από 1.5 έως 24hr και μικρές μεταβολές λαμπρότητας. Ανήκουν στον πληθυσμό II και είναι συνήθως φασματικού τύπου A (κυανοί γίγαντες). Βρίσκονται σε σφαιρωτά σμήνη και σε αστρικά συστήματα με μικρή περιεκτικότητα σε μέταλλα. Το απόλυτο μέγεθός τους κυμαίνεται μεταξύ 0.5 και 1 mag με μέση τιμή 0.6 mag, ενώ η μάζα τους είναι περίπου ίση με μία ηλιακή μάζα. Εφόσον όλοι αυτοί οι αστέρες έχουν περίπου την ίδια μάζα, συμπεραίνουμε ότι βρίσκονται στην ίδια εξελικτική φάση, και συγκεκριμένα στην φάση καύσης ηλίου στον πυρήνα. Στο διάγραμμα H-R, ο οριζόντιος κλάδος των σμηνών με μικρή περιεκτικότητα σε μέταλλα τέμνει την ζώνη αστάθειας και σε ακριβώς αυτή την τομή βρίσκονται οι αστέρες RR Lyrae .

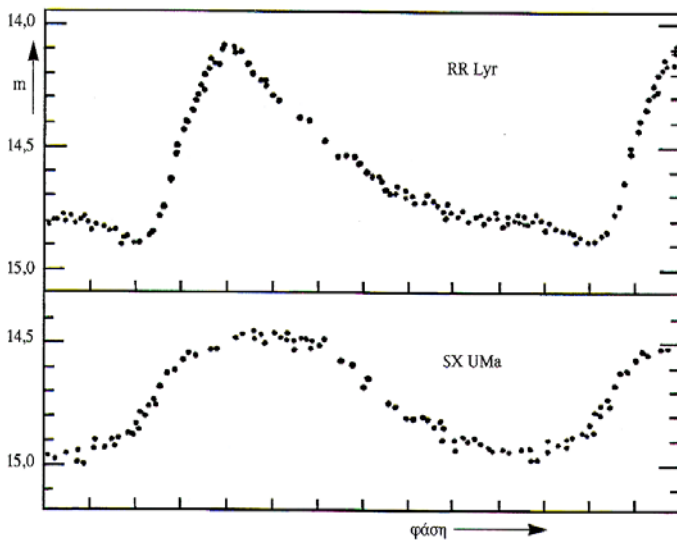
Σχ.1.11 Η θέση των RR Lyrae στο διάγραμμα H-R

Οι παρατηρήσεις του Bailey και άλλων αστρονόμων οδήγησαν στα εξής συμπεράσματα σχετικά με αυτούς τους αστέρες :



α) Οι RR Lyrae με μεγαλύτερες περιόδους παρουσιάζουν μεγαλύτερο εύρος και ασύμμετρες καμπύλες φωτός. Ανάλογα με το εύρος της μεταβολής της λαμπρότητας κατατάσσονται σε δύο κατηγορίες RRa και RRb. Αργότερα διαπιστώθηκε ότι αυτές οι δύο κατηγορίες ουσιαστικά αποτελούν μία, και από τότε ονομάζονται RRab.  
β) Οι RR Lyrae με μικρές περιόδους, έχουν σχετικά συμμετρικές καμπύλες φωτός και μικρό εύρος μεταβολής της λαμπρότητάς τους. Αποτελούν ξεχωριστή κατηγορία που ονομάζεται RRc.

Σχ.1.12 Φωτομετρικές καμπύλες των αστέρων RR Lyrae (πηγή: AAVSO)



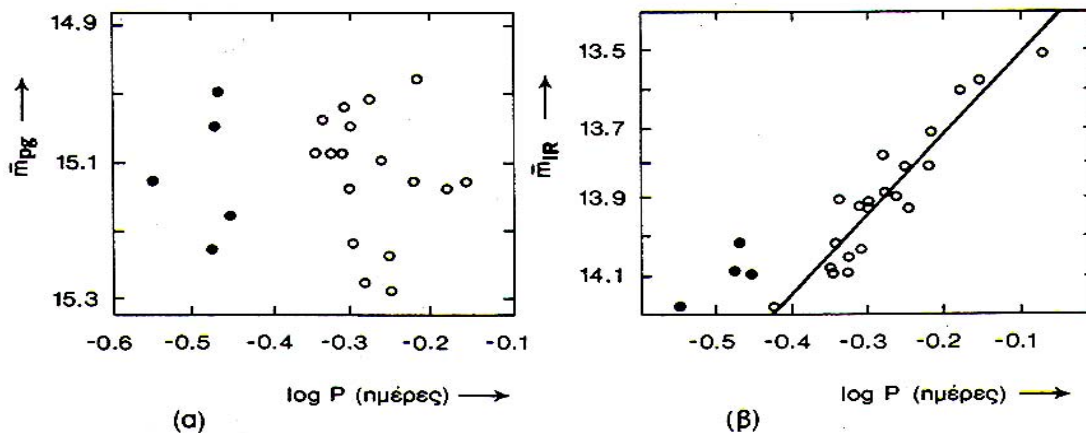
Ο μηχανισμός των αναπάλσεων των αστέρων αυτών είναι ανάλογος με αυτόν των κηφείδων. Η περίοδος αναπάλσεων εξαρτάται από την μέση πυκνότητα των εξωτερικών στρωμάτων του αστέρα σύμφωνα με τον τύπο του *Eddington* :

$$P = \rho^{-1/2}$$

Η «βαλβίδα» που επιτυγχάνει την διατήρηση των αναπάλσεων στους RR Lyrae, είναι ένας εξωτερικός φλοιός ιονισμένου ηλίου (HeII). Κατά την συστολή του αστέρα η ενέργεια που παράγεται δεν ακτινοβολείται αλλά χρησιμεύει για τον περαιτέρω ιονισμό του ηλίου (HeII → HeIII).

Σχ.1.14 Διαγράμματα φάσης των αστέρων RR Lyrae, SX Uma (πηγή: AAVSO)

Η ενέργεια αυτή εκλύεται κατά την διαστολή του αστέρα (οπότε ελαττώνεται η θερμοκρασία του και ο βαθμός ιονισμού του). Έτσι επιτείνεται η διαστολή του αστέρα με αποτέλεσμα την διατήρηση των αναπάλσεων. Πολύπλοκοι θεωρητικοί υπολογισμοί έδειξαν ότι το απόλυτο μέγεθος αυτών των αστέρων συνδέεται με την θερμοκρασία, την χημική σύσταση, την απορρόφηση, την ηλικία, την μάζα, το εύρος των μεταβολών και τέλος με την περίοδο των αναπάλσεων. Η πειραματική εύρεση αυτών των παραμέτρων είναι εξαιρετικά δύσκολη, κι έτσι η επαλήθευση των θεωρητικών υπολογισμών είναι σχεδόν αδύνατη. Η εξάρτηση του απόλυτου μεγέθους από την θερμοκρασία είναι ασθενέστερη όταν οι παρατηρήσεις γίνονται σε μεγάλα μήκη κύματος (υπέρυθρη ακτινοβολία). Παραδείγματος χάρη για τα οπτικά μήκη κύματος έχουμε μια εξάρτηση  $L_V \propto T^4$  ενώ για τα υπέρυθρα μήκη κύματος έχουμε μια εξάρτηση  $L_{IR} \propto T^{1.6}$ .



Σχ.1.15 Διαγράμματα μέσου φαινομένου μεγέθους-περιόδου του σφαιρωτού σμήνους M5 σε οπτικά μήκη κύματος (α) και στο υπέρυθρο (β). Οι ανοικτοί κύκλοι είναι αστέρες τύπου RRab ενώ οι κλειστοί κύκλοι τύπου RRc (πηγή: AAVSO)

Η μελέτη των αστέρων αυτών είναι πολύ σημαντική διότι χρησιμοποιούνται για την εύρεση αποστάσεων των σφαιρωτών σμηνών. Όπως προαναφέραμε η τιμή του απόλυτου μεγέθους συνδέεται με την χημική σύσταση (αφθονία μετάλλων) και συγκεκριμένα τον λόγο  $\left[\frac{Fe}{H}\right]$ .

Πρόσφατα έχει βρεθεί ότι :

$$\langle M_V \rangle = (0.16 \pm 0.03) \left[\frac{Fe}{H}\right] + 1.02 \pm 0.03$$

Με παρατηρήσεις στο υπέρυθρο ( $2.2\mu\text{m}$ ), με γνωστή την περίοδο ανάπαλσης και την βοήθεια της σχέσης :

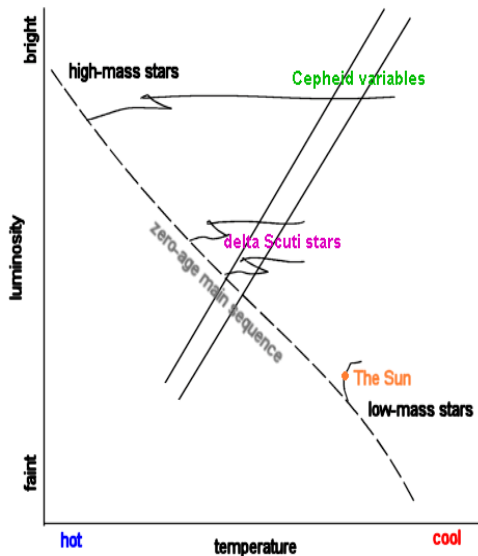
$$\langle M_V \rangle = -(2.3 \pm 0.2) \log (P(\text{days})) - 0.88 \pm 0.06$$

μπορούμε και πάλι να υπολογίσουμε το απόλυτο μέγεθος και κατ' επέκταση την απόσταση απο την σχέση :

$$m - M = 5 \log r - 5$$

### Αστέρες τύπου $\delta$ Scuti

Αυτού του τύπου οι αστέρες βρίσκονται πολύ κοντά στο σημείο τομής της ζώνης αστάθειας με την Κύρια Ακολουθία (παρακάτω διάγραμμα). Μπορούν να βρεθούν σε διάφορες εξελικτικές φάσεις, συμπεριλαμβανομένης και της φάσης πριν τη Κύρια Ακολουθία, και παραμένουν στην ζώνη αστάθειας όσο ο φασματικός τους τύπος κυμαίνεται από A2 έως F8 και η τάξη φωτεινότητά τους από V (νάνοι) έως III (υπογίγαντες). Πρόκειται για εξαιρετικά βραχυπεριόδους αστέρες, με περίοδο από 0.03 έως 0.3 days. Για τέτοιου τύπου αστέρες με μεγάλη περιεκτικότητα σε μέταλλα η μάζα τους κυμαίνεται από  $1.5 M_{\odot}$  έως  $2.5 M_{\odot}$ , ενώ αυτοί με μικρή περιεκτικότητα σε μέταλλα έχουν μάζες από  $1 M_{\odot}$  έως  $2 M_{\odot}$ . Οι  $\delta$  Scuti αστέρες μπορούν να ταξινομηθούν είτε βάσει του εύρους μεταβολής της λαμπρότητας είτε βάσει της περιεκτικότητάς τους σε μέταλλα.

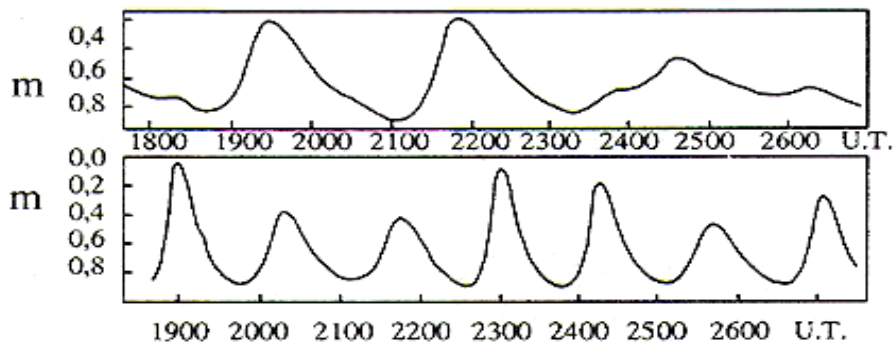


Σχ.1.16 Η θέση των αστέρων  $\delta$  Scuti στο διάγραμμα H-R (πηγή: AAVSO)

Οι αστέρες με το μεγαλύτερο πλάτος, γνωστοί ως *HADS*, έχουν εύρος μεταβολής μεγαλύτερο του 0.1 mag στο V-φίλτρο, ενώ αυτοί με το μικρότερο πλάτος παρουσιάζουν εύρος μικρότερο του 0.1 mag και είναι γνωστοί ως *LADS*. Οι *HADS* αστέρες έχουν ακτινικές αναπάλσεις με σχεδόν σταθερή περίοδο και βρίσκονται στον κλάδο των υπογιγάντων στο διάγραμμα H-R. Οι *LADS* αστέρες μπορούν να βρίσκονται σε φάση είτε πριν την κύρια ακολουθία, είτε

στην κύρια ακολουθία, είτε σε μεταγενέστερη φάση, και μπορεί να είναι πολυπεριοδικοί. Οι τελευταίοι έχουν πολύ καλά καθορισμένη σχέση περιόδου λαμπρότητας και χρησιμοποιούνται ως δείκτες αποστάσεων.

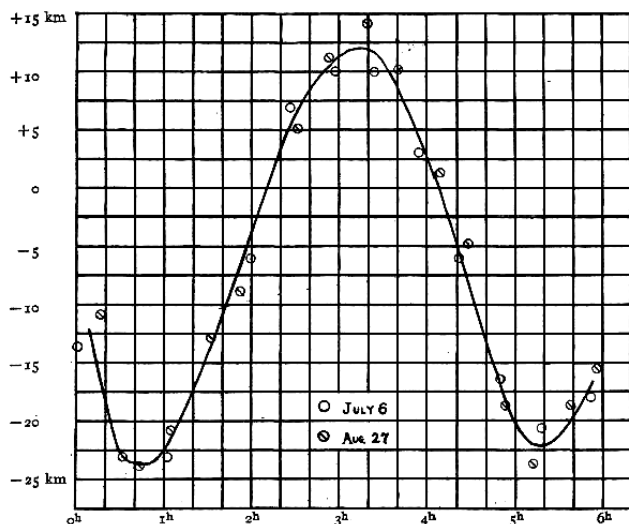
Η δεύτερη ταξινόμηση γίνεται βάση της περιεκτικότητας σε μέταλλα. Οι πλούσιοι σε μέταλλα αστέρες (πληθυσμού I) είναι γνωστοί ως  $\delta$  Scuti. Οι αστέρες που είναι φτωχοί σε μέταλλα είναι γνωστοί ως *SX Phoenicis* αστέρες, έχουν ίδιο τρόπο ανάπτυξης με τους *HADS* αστέρες, διαφέρουν όμως εντελώς στην χημική σύσταση. Έχουν σχέση περιόδου-λαμπρότητας, και βρίσκονται σε σφαιρωτά σμήνη και στην γαλαξιακή άλω.



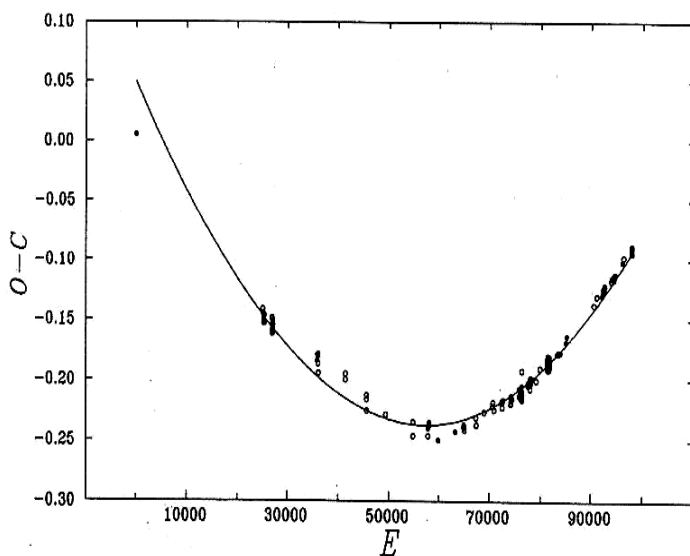
Σχ.1.17 Το παραπάνω σχήμα δείχνει δύο τυπικές φωτομετρικές καμπύλες δύο  $\delta$  Scuti αστέρων (πηγή: AAVSO)

## Αστέρες τύπου $\beta$ Cerhei ή $\beta$ Canis Majoris

Αυτή η κατηγορία περιέχει δύο πρότυπους αστέρες, οι οποίοι παρουσιάζουν μια διαφορά που θα εξηγηθεί παρακάτω. Στον γενικό κατάλογο των μεταβλητών αστερών έχουν την ονομασία BCEP (εκτός από τρεις βραχυπερίοδους αστέρες που για ειδικούς λόγους ονομάζονται BCEPs). Ο φασματικός τους τύπος κυμαίνεται από B0 έως B2, και η τάξη φωτεινότητάς τους από III (υπογίγαντες) έως V (νάνοι), τιμές που αντιστοιχούν σε θερμοκρασίες από 20.000 έως 30.000K. Η



Σχ.1.18 Διάγραμμα ακτινικής ταχύτητας του  $\beta$  Cerhei (πηγή: AAVSO)



Σχ1.19 Το διάγραμμα O-C του αστέρα *BW Vulpeculae* που δείχνει την αύξηση κατά 2.8 sec/αιώνα της περιόδου ανάπαλσης (πηγή: AAVSO)

μάζα τους κυμαίνεται από  $10 M_{\odot}$  έως  $20 M_{\odot}$ . Η περίοδός τους κυμαίνεται από 0.1 έως 0.3 days και παρουσιάζουν μεγάλο εύρος μεταβολής στην ακτινική τους ταχύτητα (διπλάνο σχήμα). Βασικό χαρακτηριστικό τους είναι ότι αν και έχουν μεγάλες ταχύτητες ανάπαλσης, η διαφορά της λαμπρότητάς τους στο οπτικό φάσμα είναι μερικά εκατοστά του φαινομένου μεγέθους όμως παρουσιάζουν πολύ μεγάλη μεταβολή στο υπεριώδες φάσμα. Για παράδειγμα ο αστέρας *BW Vulpeculae*, έχει τη μεγαλύτερη ακτινική ταχύτητα, που φθάνει έως και τα 200 km/sec.

Ο *Otto Struve* και η ομάδα του μελετούσαν συστηματικά αυτού του είδους αστέρες. Ανακάλυψαν ότι σε μερικούς αστέρες το πλάτος ανάπαλσης δεν ήταν σταθερό αλλά αντίθετα μεταβάλλοταν με τον χρόνο. Το φαινόμενο αυτό, που τώρα είναι γνωστό ως *beat effect*, είναι αποτέλεσμα δύο πολύ μικρών περιόδων ανάπαλσης που παρουσιάζουν οι αστέρες. Συγκεκριμένα πρόκειται για μία σύνθεση ακτινικών και μη αναπάλσεων με μικρές περιόδους. Αυτή είναι και η ειδοποιός διαφορά ανάμεσα στους αστέρες  $\beta$  Cerhei και  $\beta$  Canis Majoris αφού οι πρώτοι δεν παρουσιάζουν αυτό το φαινόμενο. Φασματοσκοπικές μελέτες έδειξαν ότι υπάρχει ένα επιπλέον φαινόμενο σ' αυτούς τους αστέρες, γνωστό σήμερα ως *level effect*. Μετρώντας τις ακτινικές ταχύτητες από τις γραμμές απορρόφησης που δημιουργούνται σε διαφορετικά στρώματα του αστέρα, είμαστε σε θέση να παρατηρήσουμε την «συμπεριφορά» του κύματος σε όλη την διάρκεια της εξέλιξής του, έως ότου φθάσει στην επιφάνεια. Ανακαλύφθηκαν περίεργα σχήματα φασματικών γραμμών και μεταβολές σε αυτούς τους αστέρες, τα οποία αργότερα αποδόθηκαν σε σύνθετες κινήσεις του πλάσματος στις αστρικές ατμόσφαιρες. Τέλος ανακαλύφθηκε ότι πολλοί από αυτούς τους αστέρες είναι μέλη διπλών φασματοσκοπικών συστημάτων.

Μετρώντας τις ακτινικές ταχύτητες από τις γραμμές απορρόφησης που δημιουργούνται σε διαφορετικά στρώματα του αστέρα, είμαστε σε θέση να παρατηρήσουμε την «συμπεριφορά» του κύματος σε όλη την διάρκεια της εξέλιξής του, έως ότου φθάσει στην επιφάνεια. Ανακαλύφθηκαν περίεργα σχήματα φασματικών γραμμών και μεταβολές σε αυτούς τους αστέρες, τα οποία αργότερα αποδόθηκαν σε σύνθετες κινήσεις του πλάσματος στις αστρικές ατμόσφαιρες. Τέλος ανακαλύφθηκε ότι πολλοί από αυτούς τους αστέρες είναι μέλη διπλών φασματοσκοπικών συστημάτων.



### 1.4.1.1.4 Μακροπερίοδοι μεταβλητοί αστέρες

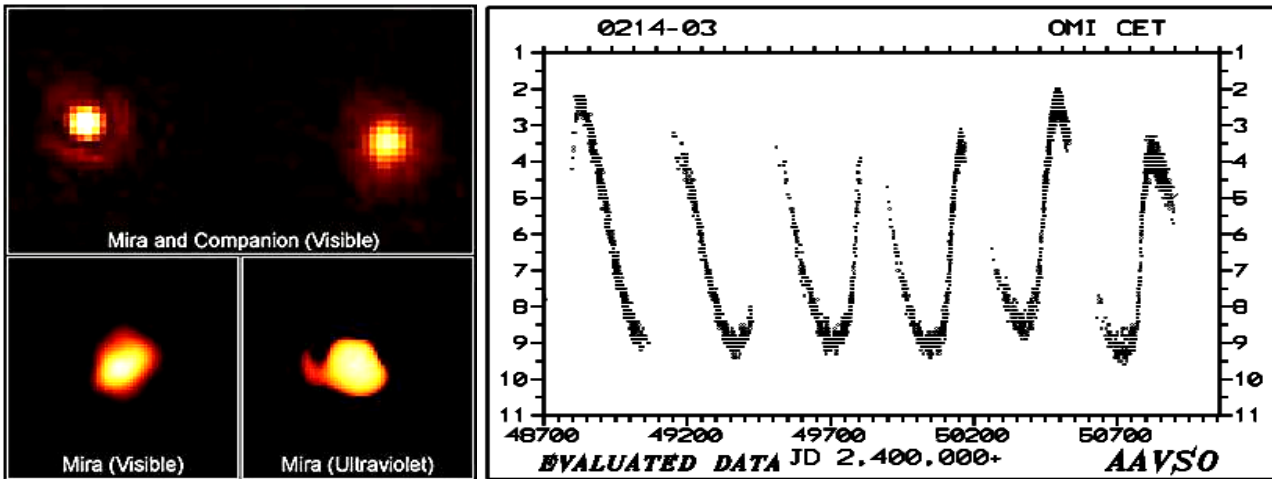
Όπως είναι προφανές οι αστέρες αυτής της κατηγορίας έχουν μεγάλες περιόδους που κυμαίνονται από 100days έως 2years. Οι κυριότερες κατηγορίες είναι οι αστέρες τύπου *Mira* και οι μεταβλητοί *OH/IR*.

#### Αστέρες τύπου Mira

Ο πρότυπος αστέρας αυτής της κατηγορίας είναι ο *ο Ceti* και όπως αναφέραμε στην ιστορική αναδρομή, ήταν ο πρώτος μακροπερίοδος μεταβλητός που παρατηρήθηκε στα τέλη του 16<sup>ου</sup> αιώνα.

Σήμερα έχουν ανακαλυφθεί αρκετοί αστέρες που παρουσιάζουν τα χαρακτηριστικά του Mira. Τα κύρια χαρακτηριστικά των αστερων αυτών παρουσιάζονται παρακάτω.

Οι αστέρες αυτού του τύπου είναι πολύ ψυχροί ερυθροί γίγαντες με τυπική θερμοκρασία 3.000K. Έχουν ακτίνα περίπου 200  $R_{\odot}$  - 300  $R_{\odot}$  και φωτεινότητα περίπου 3.000  $L_{\odot}$  - 4.000  $L_{\odot}$ . Η περίοδος τους κυμαίνεται από 150 έως 1.000 days και παρουσιάζουν σημαντική μεταβολή στην λαμπρότητά τους, της τάξης των 2.5 mag στο ορατό φίλτρο και 1 mag στο υπέρυθρο.



Σχ.1.20 Στην αριστερή φωτογραφία διακρίνεται ο πρότυπος αστέρας της κατηγορίας Mira με τον συνοδό του και στο διάγραμμα στα δεξιά παρουσιάζεται η φωτομετρική του καμπύλη (πηγή: AAVSO)

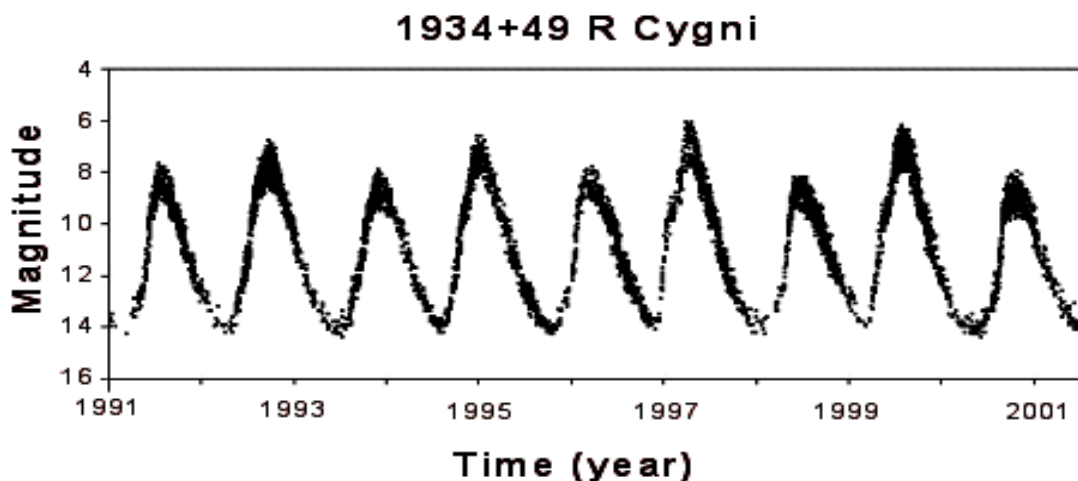
Ο φασματικός τους τύπος εξαρτάται άμεσα από τον λόγο  $\left[\frac{C}{O}\right]$  στην «επιφάνειά τους» (όπου [C] η συγκέντρωση του άνθρακα, και [O] η συγκέντρωση του οξυγόνου). Οι φασματικού τύπου **M** έχουν  $\left[\frac{C}{O}\right]>1$ , οι τύπου **S** έχουν  $\left[\frac{C}{O}\right]\sim 1$  και οι τύπου **C** έχουν  $\left[\frac{C}{O}\right]<1$ . Οι φασματοσκοπικές αναλύσεις έχουν δείξει ότι υπάρχουν γραμμές εκπομπής του H (υδρογόνου), μετατοπίσεις γραμμών λόγω φαινομένου Doppler, και «ίχνη» ωστικών κυμάτων.

Παρουσιάζουν ταχύτατες απώλειες μάζας λόγω αστρικών ανέμων, της τάξης του  $10^{-6} M_{\odot}/yr$ , και παίζουν σημαντικό ρόλο στην γαλαξιακή εξέλιξη διότι εμπλουτίζουν τον μεσοαστρικό χώρο με βαρύτερα στοιχεία. Μέσω της απώλειας μάζας, αποφεύγουν την έκρηξη υπερκαινοφανούς, ενώ ταυτόχρονα είναι προγενήτορες πλανητικών νεφελωμάτων. Παρ' όλα αυτά, κάποιοι αστέρες περνούν κατ' ευθείαν στο στάδιο του λευκού νάνου. Έχουν εκτεταμένες ατμόσφαιρες και πολύ απ' αυτούς διαθέτουν κελύφη σκόνης. Σχετίζονται με τους ημι-ομαλούς μεταβλητούς, είναι πηγές υδροξυλίου (OH) και παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής στο υπέρυθρο.

Η περίοδος αυτών των αστέρων είναι πολύ σημαντική παράμετρος, διότι πληροφορούμαστε για το μέγεθός τους, την λαμπρότητά τους και τους τρόπους μεταβολής της, την ηλικία τους, την αφθονία τους σε μέταλλα και τέλος την εξελικτική τους φάση. Άλλες σημαντικές παράμετροι που σχετίζονται με την περίοδο, είναι το πλάτος της μεταβολής, η εκπομπή στο υπέρυθρο από την περιβάλλουσα σκόνη και η απώλεια μάζας.

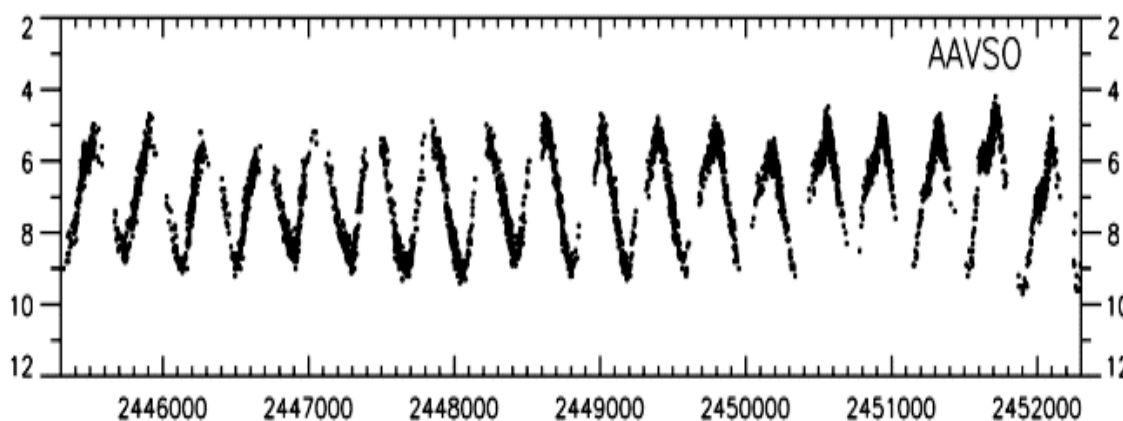
Η μεταβολή του φωτός αυτών των αστέρων δεν είναι αυστηρά περιοδική σε φάση και πλάτος. Πολλές περιπτώσεις έδειξαν ότι υπάρχει διαφοροποίηση στο πλάτος μεταξύ δύο διαδοχικών κύκλων και η περίοδος κυμαίνεται γύρω από μία μέση τιμή.

Σε έναν μεγάλο αριθμό αστέρων τύπου Mira παρατηρήσαμε ότι το μέγιστο της λαμπρότητάς τους μεταβάλλεται από κύκλο σε κύκλο όπως φαίνεται στο παρακάτω διάγραμμα.



Σχ.1.21 Το παραπάνω διάγραμμα είναι η φωτομετρική καμπύλη του αστερά R Cygni στο οποίο φαίνεται ξεκάθαρα η μεταβολή του μεγίστου σε δύο διαδοχικούς κύκλους (πηγή: AAVSO)

Επίσης ένα άλλο πλήθος αστέρων παρουσιάζει μεταβολές τόσο στο μέγιστο όσο και στο ελάχιστο της λαμπρότητάς τους, όπως φαίνεται στο παρακάτω διάγραμμα.



Σχ.1.22 Η παραπάνω φωτομετρική καμπύλη είναι του αστερά R Hydrae (πηγή: AAVSO)

Αυτές οι μεταβολές αποδίδονται στην εκπομπή ακτινοβολίας από τα κελύφη σκόνης που περιβάλλουν αυτούς τους αστέρες.

Η μελέτη αυτών των αστέρων είναι εξαιρετικά σημαντική για την σύγχρονη αστροφυσική, διότι βοηθούν στην βαθύτερη κατανόηση της αστρικής εξέλιξης λόγω της ηλικίας τους και της συμπεριφοράς τους, και καλύτερη αντίληψη της κινηματικής του γαλαξία. Παρατηρήσεις σε τέτοιου τύπου αστέρες μας βοηθά στο να καταλάβουμε καλύτερα τις συσχετίσεις που υπάρχουν ανάμεσα στις φωτομετρικές καμπύλες και στις μεταβολές της περιόδου και να μάθουμε περισσότερες λεπτομέρειες για αυτούς τους αστέρες.

## Μεταβλητοί OH/IR

Αυτού του τύπου οι αστέρες παρουσιάζουν πολλές ομοιότητες με τους αστέρες τύπου Mira και αρχικά είχε προταθεί να ονομαστούν υπέρυθροι Mira αστέρες. Οι αστέρες αυτοί παρατηρήθηκαν στα μικροκύματα και συγκεκριμένα στην γραμμή 1612 Hz, στην συχνότητα που εκπέμπει η ρίζα υδροξυλίου (OH). Σε αυτούς τους αστέρες λαμβάνει χώρα ο μηχανισμός *maser* ο οποίος παρουσιάζεται συνοπτικά παρακάτω. Στο περιαστρικό περίβλημα του αστέρα συμβαίνουν πολύπλοκες αλληλεπιδράσεις διέγερσης και εκπομπής στο ηλεκτρονιοακό περίβλημα ατόμων και μορίων, με αποτέλεσμα την εκπομπή στην προαναφερόμενη συχνότητα.

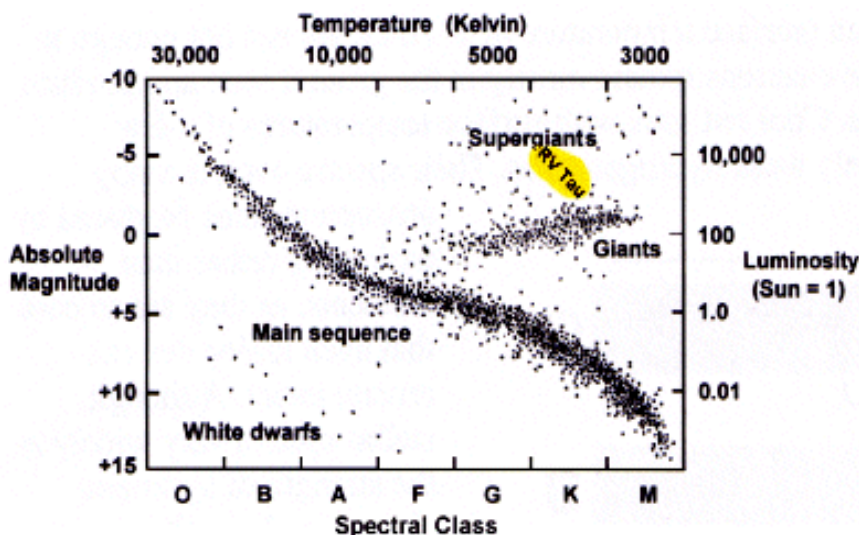
Οι Mira αστέρες όπως γνωρίζουμε έχουν ισχυρό ρυθμό απώλειας μάζας, και ως εκ τούτου αναμένουμε ότι τους περιβάλλουν κελύφη μοριακής σκόνης. Μετρήσεις στην υπεριώδη περιοχή του φάσματος, έδειξαν ισχυρές περιοχές ακτινοβολίας, κάτι όμως που δεν επαληθεύτηκε στην ορατή περιοχή.

Μεταγενέστερες μελέτες έδειξαν ότι πίσω από το περίβλημα σκόνης υπήρχαν αστέρες φωτεινότεροι των Mira που εξέπεμπαν ισχυρή υπέρυθρη ακτινοβολία, και βρίσκονται στον ασυμπτωτικό κλάδο των γιγάντων.

Αυτοί οι αστέρες εξελίσσονται ταχέως, το μέλλον τους είναι μονόδρομος. Μετά από έντονη απώλεια μάζας, το τελευταίο περίβλημα θα εκτιναχθεί ακτινικά και ο κύριος αστέρας θα αποτελέσει τον πυρήνα ενός πλανητικού νεφελώματος.

### 1.4.1.1.5 Αστέρες τύπου RV Tauri και ημι-ομαλοί μεταβλητοί αστέρες

Οι αστέρες τύπου *RV Tauri* αποτελούν μια μικρή κατηγορία (σε πλήθος) αστερών και πρόκειται για φωτεινούς κίτρινους υπεργίγαντες αστέρες. Τέτοιοι αστέρες είναι γηραιοί, πληθυσμού II αστέρες και συναντώνται είτε στην γαλαξιακή άλω ή στον γαλαξιακό δίσκο. Αρκετοί από αυτούς έχουν βρεθεί σε σφαιρωτά σμήνη και οι αποστάσεις τους είναι λίγο πολύ γνωστές. Σύμφωνα με τον *Walhgren* οι αστέρες αυτοί δεν έχουν βρεθεί ποτέ σε ανοικτά σμήνη, στα μαγγελανικά νέφη ή σε διπλά συστήματα.



Σχ.1.23 Η θέση των RV Tauri στο διάγραμμα H-R

Αυτού του τύπου οι αστέρες βρίσκονται κάπου ανάμεσα στους κηφείδες και τους αστέρες τύπου Mira. Η μελέτη τους είναι πολύ σημαντική, διότι μπορούμε να μάθουμε πολλά πράγματα για την μετάβαση του αστέρα από ένα στάδιο εξέλιξης σε ένα επόμενο. Αυτού του τύπου οι αστέρες είναι μικρής μάζας και έχουν χαμηλή περιεκτικότητα σε μέταλλα και είναι ο συνδετικός κρίκος της γνώσης μας για την εξέλιξη από τον ασυμπτωτικό κλάδο των γιγάντων στο στάδιο των λευκών

νάνων. Λόγω των έντονων απωλειών μάζας, που υφίστανται πριν καταλήξουν σε λευκούς νάνους, αναμένεται ότι θα δημιουργήσουν πλανητικά νεφελώματα. Παρ' όλα αυτά κάποιος μπορεί να έχουν πιο αργή εξέλιξη, και να έχουν διαφορετικό μέλλον. Λόγω της μικρής διάρκειας των αστερών στον οριζόντιο κλάδο (μερικές εκατοντάδες χρόνια) είμαστε αβέβαιοι για την πορεία που θα ακολουθήσει.

Οι λόγοι που οδηγούν στην μεταβολή της λαμπρότητάς τους είναι φυσικά οι αναπάλξεις. Οι αστέρες αυτού του τύπου ακολουθούν τις διαδικασίες *fundamental* και *1<sup>st</sup> overtone* (βλέπε φυσική της ανάπαλσης). Μελέτες από τον *Fokin* το 1994 έδειξαν ότι δύο φωστικά κύματα παράγονται κατά την διάρκεια ενός κύκλου. Το πρώτο φωστικό κύμα είναι ισχυρότερο και έχει μεγαλύτερο πλάτος, ενώ το δεύτερο είναι ασθενέστερο και παράγεται πριν το δευτερεύον ελάχιστο της λαμπρότητας.

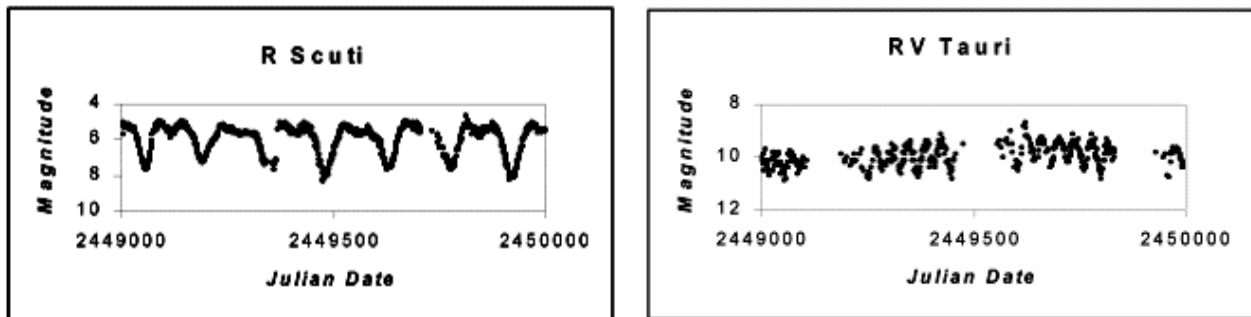
Η ταξινόμηση των αστέρων αυτών αποτέλεσε μεγάλο πρόβλημα για τους αστρονόμους, λόγω των ομοιοτήτων τους με τους κόκκινους ημι-ομαλούς αστέρες (SRc), τους κίτρινους ημι-ομαλούς (SRd) και τους αστέρες τύπου W Virginis.

Τελικά οι αστέρες *RV Tauri* ταξινομούνται βάσει τριών παραμέτρων : (1) τις φωτομετρικές καμπύλες τους, (2) τις περιόδους τους και (3) τον φασματικό τους τύπο.

Αυτοί οι αστέρες έχουν χαρακτηριστικές φωτομετρικές καμπύλες που παρουσιάζουν ένα βαθύ πρωτεύον ελάχιστο, και εν συνεχεία ένα δευτερεύον ρηχό ελάχιστο. Το εύρος της μεταβολής της λαμπρότητας είναι της τάξης των 4 mag. Η περίοδος είναι ο χρόνος δύο διαδοχικών ελαχίστων και κυμαίνεται από 30 έως 150 days, τιμές κοντινές με αυτές των μακροπεριόδων κηφείδων και βραχυπεριόδων αστέρων τύπου *Mira*. Ο φασματικός τους τύπος κυμαίνεται από F→G κατά το ελάχιστο (συγκρίσιμο με των κηφείδων) και από G→K κατά το μέγιστο (συγκρίσιμο με των αστέρων τύπου *Mira*). Το εύρος των φασματικών τύπων που παρουσιάζουν είναι και ο λόγος που ξεχωρίζουν από τους SRc και SRd αστέρες. Επιπροσθέτως οι αστέρες τύπου *RV Tauri* παρουσιάζουν τάξη φωτεινότητας από II (πραγματικά λαμπροί γίγαντες) → Ib (αμυδρότεροι υπεργίγαντες) και περιστασιακά έως Ia (φωτεινότεροι υπεργίγαντες).

Περαιτέρω ταξινόμηση αυτών των αστέρων γίνεται με κριτήριο την συμπεριφορά της φωτομετρικής τους καμπύλης. Χωρίζονται σε (1) **RVa-μεταβλητούς τύπου RV Tauri**, των οποίων η μεταβολή της λαμπρότητας δεν κυμαίνεται γύρω από κάποια μέση τιμή φαινομένου μεγέθους (παράδειγμα ο αστέρας R Scuti), και (2) **RVb-μεταβλητούς τύπου RV Tauri**, η λαμπρότητα των οποίων παρουσιάζει περιοδικότητα γύρω από κάποια μέση τιμή φαινομένου μεγέθους (χαρακτηριστικό παράδειγμα είναι ο αστέρας RV Tauri). Η περίοδος κυμαίνεται από 600 έως 1500 days ή και περισσότερες, και το εύρος της μεταβολής είναι της τάξης των 2 mag στο V- φίλτρο.

Σχ.1.24 Τα παραπάνω διαγράμματα είναι οι φωτομετρικές καμπύλες

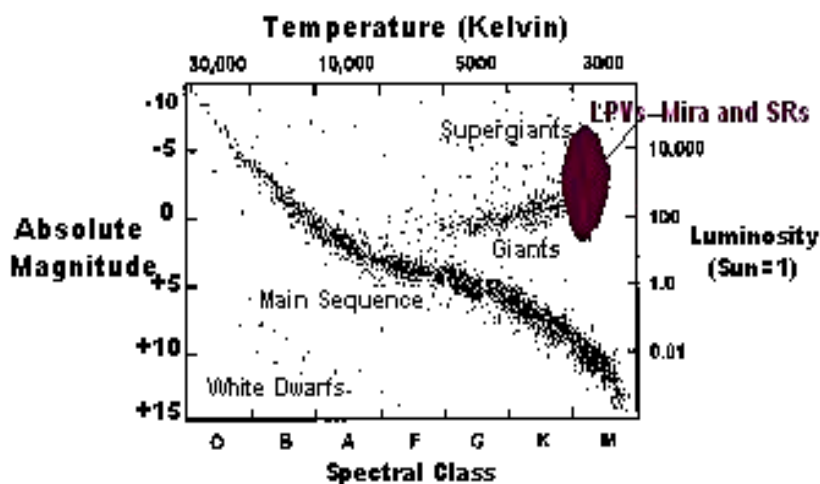


των αστέρων R Scuti και RV Tauri (πηγή: AAVSO)

Μία άλλη ταξινόμηση αυτών των αστέρων προτάθηκε από τον *Preston* το 1963, και γίνεται βάσει φασματοσκοπικών ιδιοτήτων. Οι αστέρες χωρίζονται σε τρεις τάξεις "A", "B" και "C". Η **τάξη A** περιλαμβάνει τους αστέρες φασματικών τύπων F και G, οι οποίοι παρουσιάζουν ανωμαλίες στις γραμμές απορρόφησης των CN και CH και παρουσιάζουν γραμμές απορρόφησης του στοιχείου TiO (οξείδιο του τιτανίου) κατά το ελάχιστο. Οι αστέρες της **B τάξης** είναι πλούσιοι σε άνθρακα, παρουσιάζουν ασθενή μεταλλική απορρόφηση και παρουσιάζουν έντονες γραμμές απορρόφησης των CN και CH μεταξύ του δευτερεύοντος και πρωτεύοντος μεγίστου. Οι αστέρες της **C τάξης** παρουσιάζουν κι αυτοί ασθενή μεταλλική απορρόφηση όμως σε αυτούς απουσιάζουν οι γραμμές των CN και CH. Πιστεύεται ότι οι αστέρες της A τάξης είναι νεότεροι και πλουσιότεροι σε μέταλλα από τους αστέρες της c τάξης.

Το 1979 ο *Dawson* διαχώρισε περαιτέρω τους αστέρες της A τάξης, σε αυτούς που παρουσιάζουν γραμμές απορρόφησης του στοιχείου TiO κατά το ελάχιστο, τους οποίους ονόμασε A1 αστέρες, και σε αυτούς που δεν παρουσιάζουν την προαναφερόμενη απορρόφηση, τους οποίους ονόμασε αστέρες A2.

Οι ημι-ομαλοί μεταβλητοί αστέρες (SR) είναι ψυχροί κόκκινοι γίγαντες ή και υπεργίγαντες αστέρες. Ανήκουν στους μακροπερίόδους μεταβλητούς (LPVs), βρίσκονται στα άκρα δεξιά του



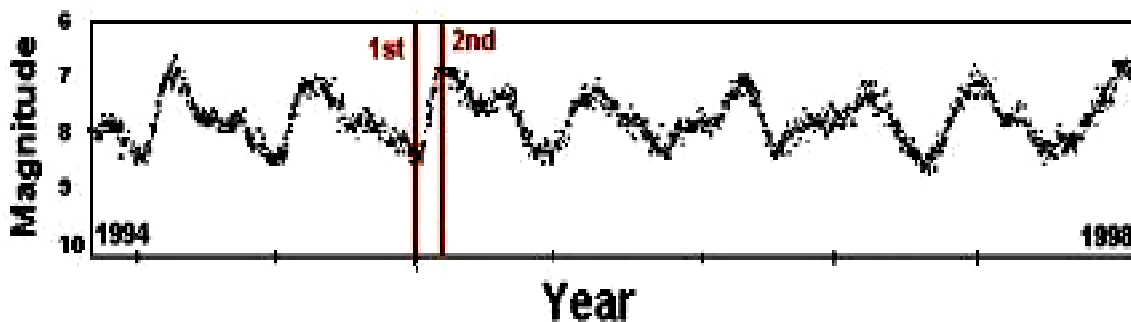
διαγράμματος H-R και συνήθως ονομάζονται κόκκινοι μεταβλητοί μαζί με τους αστέρες τύπου Mira και τους αργούς ανώμαλους μεταβλητούς (διπλανό σχήμα). Η περίοδός τους κυμαίνεται από 100 έως 1000 days, και οι φωτομετρικές τους καμπύλες μπορεί να παρουσιάζουν τοπικές ανωμαλίες.

Οι ημι-ομαλοί αστέρες είναι μια υποκατηγορία κόκκινων μεταβλητών και έχουν εύρος μεταβολής λαμπρότητας μικρότερο των 2.5 mag.

Σχ.1.25 Η θέση των SR αστέρων στο διάγραμμα H-R (πηγή: AAVSO)

Ταξινομούνται επιπλέον σε τέσσερις κατηγορίες :

- (1) **SRa** : Περιλαμβάνει τους αστέρες οι οποίοι έχουν περιοδική μεταβολή της λαμπρότητάς τους με περίοδο της τάξης των 35 days,
- (2) **SRb** : Περιλαμβάνει αστέρες που παρουσιάζουν λιγότερο εμφανή περιοδικότητα στην μεταβολή της λαμπρότητά τους, με περίοδο μεγαλύτερη των 20 days,
- (3) **SRc** : Περιλαμβάνει αστέρες που είναι λιγότερο φωτεινοί, πιθανόν πολύ μεγάλους υπεργίγαντες και
- (4) **SRd** : Περιλαμβάνει τους θερμότερους αστέρες, με φασματικούς τύπους προγενέστερων των M,S,C.



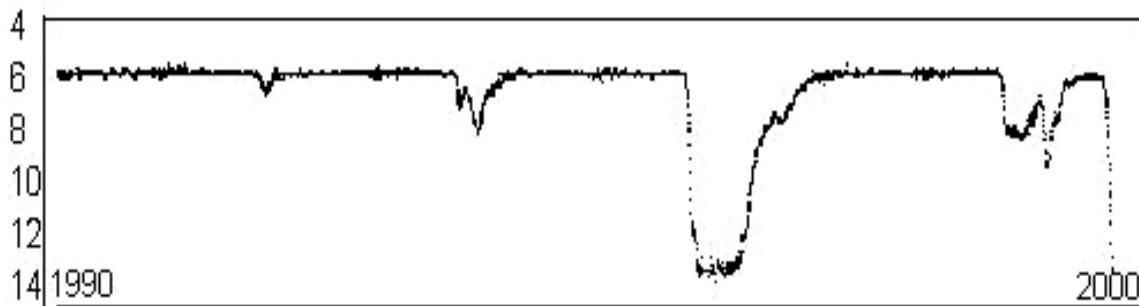
Σχ.1.26 Η παραπάνω φωτομετρική καμπύλη είναι του αστέρα Z Ma, ο οποίος είναι τύπου SRb (πηγή: AAVSO)

#### 1.4.1.1.6 Αστέρες τύπου R Coronae Borealis και ανώμαλοι μεταβλητοί

Οι αστέρες τύπου **R Coronae Borealis** είναι υπεργίγαντες αστέρες, ανήκουν στους φασματικούς τύπους F,G,K,R και παρουσιάζουν μεταβολές λαμπρότητας από 1 έως 9 mag, μέσα σε χρονικό διάστημα από δέκα έως λίγων εκατοντάδων ημερών. Είναι πλούσιοι σε άνθρακα και φτωχοί σε υδρογόνο, γεγονός που αντιστοιχεί σε έντονες γραμμές άνθρακα και πολύ μικρή παρουσία γραμμών υδρογόνου στο φάσμα τους.

Ο πρότυπος αστέρας της κατηγορίας ανακαλύφθηκε το 1795 από τον Άγγλο ερασιτέχνη αστρονόμο *Edward Pigott*. Ο αστέρας αυτός είναι ένας κίτρινος υπεργίγαντας, ορατός με γυμνό μάτι, και κύριο χαρακτηριστικό του είναι η απότομη και μεγάλη μείωση της λαμπρότητάς του, κατά 1.000 φορές περίπου, μέσα σε λίγες εβδομάδες. Αντιθέτως για να αυξηθεί αντίστοιχα η λαμπρότητά του μέχρι τα αρχικά της επίπεδα απαιτείται χρονικό διάστημα μηνών ακόμα και χρόνων, και γι' αυτό ακριβώς τον λόγο χαρακτηρίζονται ως «αντίστροφοι καινοφανείς».

Ενδιαφέρον παρουσιάζει το γεγονός ότι κατά την διάρκεια ενός πλήρους κύκλου του φαινομένου, παρατηρούνται έντονες αυξομειώσεις στη λαμπρότητα του αστέρα. Το φαινόμενο αυτό αποδίδεται σε ατμούς άνθρακα, οι οποίοι, δημιουργώντας συμπυκνώσεις στερεού γραφίτη, συγκροτούν σιγά σιγά μεγάλα νέφη που καλύπτουν σταδιακά τον αστρικό δίσκο, αυξάνοντας έτσι το οπτικό βάθος, εγκλωβίζοντας με αυτόν τον τρόπο το εξερχόμενο φως του αστέρα. Οι ανθρακούχοι κόκκοι σκόνης απορροφούν έντονα την ακτινοβολία, και σ' αυτήν ακριβώς την απορρόφηση οφείλονται τα παρατηρούμενα ελάχιστα της λαμπρότητας του αστέρα. Εν συνεχεία, λόγω της αύξησης της θερμο-

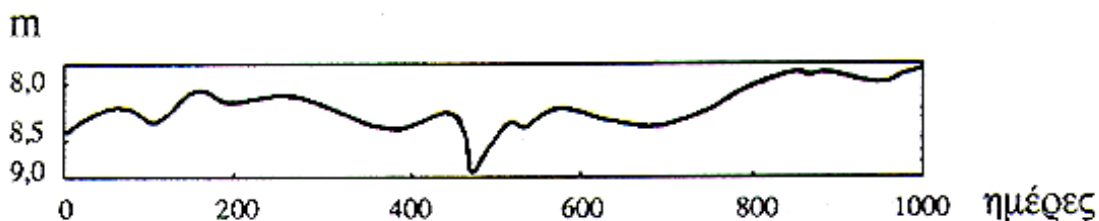


Σχ.1.27 Καμπύλη φωτός του αστέρα *R Coronae Borealis* (πηγή: AAVSO)

κρασίας του νέφους από την απορρόφηση της ακτινοβολίας, το νέφος αυτό διαστέλλεται κάτω από την πίεση αυτής με συνέπεια την μείωση της πυκνότητάς του, κατ' επέκταση την μείωση του οπτικού βάθους και φυσικά την αύξηση της λαμπρότητάς του μέχρι το μέγιστο. Το φαινόμενο αυτό επαναλαμβάνεται.

Οι **ανώμαλοι παλλόμενοι μεταβλητοί** χωρίζονται σε δύο υποκατηγορίες : (1) **Lb** : Αυτή η κατηγορία περιλαμβάνει γίγαντες αστέρες φασματικών τύπων M,S,C ενίοτε και K, (2) **Lc** : Αυτή η κατηγορία περιλαμβάνει υπεργίγαντες αστέρες φασματικού τύπου M.

Κύριο χαρακτηριστικό αυτών των αστέρων είναι η πλήρης απουσία περιοδικότητας, γεγονός που δυσκολεύει την περιγραφή τους, και πολύ περισσότερο την παρατήρησή τους.



Σχ.1.28 Τυπική φωτομετρική καμπύλη ενός ανώμαλου μεταβλητού αστέρα, στην οποία είναι εμφανής η έλλειψη περιοδικότητας (πηγή: το σύμπαν που αγάπησα, Θεοδοσίου & Δανέζης 1999)

#### 1.4.1.2 Περιστρεφόμενοι μεταβλητοί αστέρες

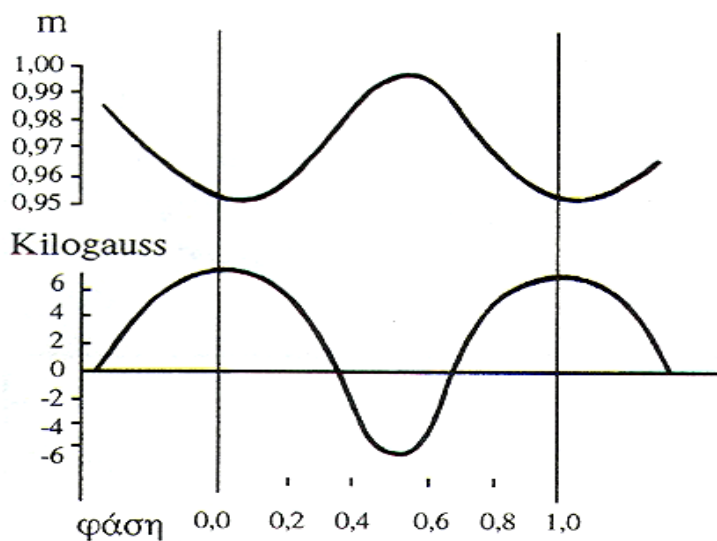
Αυτού του τύπου οι αστέρες μεταβάλλουν την λαμπρότητά τους λόγω του μαγνητικού τους πεδίου. Έχουν ταξινομηθεί σε τρεις μεγάλες κατηγορίες, (1) **αστέρες τύπου  $\alpha_2$  Canum Venaticorum**, (2) **αστέρες τύπου BY Draconis**, (3) **μεμονωμένοι Pulsars**.

##### 1.4.1.2.1 Αστέρες τύπου $\alpha_2$ Canum Venaticorum - μαγνητικοί μεταβλητοί αστέρες

Κύριο χαρακτηριστικό αυτών των αστέρων είναι ότι η μεταβλητότητά τους συνίσταται στην περιοδική μεταβολή του μαγνητικού τους πεδίου, που δεν συνοδεύεται με μια αντίστοιχη μεταβολή της φαινόμενης λαμπρότητάς τους, η οποία παραμένει σχεδόν αμετάβλητη. Οι αστέρες αυτού του τύπου είναι συγχρόνως φωτομετρικά και φασματοσκοπικά μεταβλητοί, όμως οι μεταβολές που παρουσιάζουν είναι πολύ μικρές.

Αυτοί οι μεταβλητοί αστέρες τις περισσότερες φορές είναι φασματικού τύπου A, με χαρακτηριστικά έντονες φασματικές γραμμές μετάλλων (Si, Mn, Cr, Sr, Eu κ.α), σπανιότεροι είναι οι γίγαντες αστέρες τύπου M, όπως και οι χημικά ιδιόμορφοι αστέρες φασματικού τύπου S. Συγκεκριμένα το εύρος των φασματικών τύπων που ανήκει η πλειοψηφία αυτών των αστέρων, κυμαίνεται από B9 έως A5. Περίπου το 15%-20% των αστέρων τύπου A, ανήκουν στην υποομάδα Am και το 2%-5% στην υποομάδα Ap. Οι Ap αστέρες εμφανίζουν ισχυρά μαγνητικά πεδία της τάξης των 10.000 Gauss, μεταβάλλουν φασματοσκοπικά τις ακτινικές τους ταχύτητες, παρουσιάζουν μικρές μεταβολές της λαμπρότητας της τάξης των 0.01 – 0.2 mag και μεταβάλλουν επίσης και την πολικότητα του μαγνητικού τους πεδίου. Οι μεταβολές αυτές συνήθως ακολουθούν την ίδια περίοδο, όμως σε κάποιες περιπτώσεις η περίοδος των φασματικών και φωτομετρικών μεταβολών είναι η μισή της περιόδου μεταβολής του μαγνητικού πεδίου. Οι περίοδοι κυμαίνονται από 5 - 9 days και οι καμπύλες φωτός γενικά είναι ημιτονοειδείς.

Ο κυριότερος αντιπρόσωπος αυτών των αστέρων είναι ο  $\alpha_2$  *Canum Venaticorum*, του οποίου το μαγνητικό πεδίο στους πόλους του μεταβάλλεται κατά πολλές χιλιάδες Gauss σε περίοδο 5,5 days.



Ένα δεύτερο χαρακτηριστικό παράδειγμα αποτελεί ο αστέρας HD 215441 του οποίου το μαγνητικό πεδίο μεταβάλλεται ανώμαλα από 12.000 έως 34.000 Gauss. Με την εξήγηση αυτού του φαινομένου ασχολήθηκε ο Αμερικανός αστρονόμος *Horace Babcock*, ο οποίος κατέληξε στο συμπέρασμα ότι η μεταβολή του πολικού μαγνητικού πεδίου των αστέρων αυτών οφείλεται σε μια υδρομαγνητική ανάπαυση που δημιουργείται στα επιφανειακά στρώματά τους.

Σχ.1.29 Τα παραπάνω διαγράμματα φάσης είναι του αστέρα  $\alpha_2$  CVn και δείχνουν τη μεταβολή της λαμπρότητας του και συγχρόνως του μαγνητικού του πεδίου (πηγή: το σύμπαν που αγάπησα, Θεοδοσίου & Δανέζης 1999)

#### 1.4.1.2.2 Αστέρες τύπου BY Draconis

Κύριο χαρακτηριστικό αυτών των αστέρων είναι η μεταβολή της λαμπρότητάς τους λόγω ύπαρξης κηλίδων στην φωτόσφαιρά τους. Όπως άλλωστε γνωρίζουμε και από τον ήλιο, οι κηλίδες είναι τοπικές αναδιπλώσεις των μαγνητικών γραμμών του μαγνητικού πεδίου του αστέρα. Αυτές οι αναδιπλώσεις οφείλονται στην διαφορική περιστροφή των αστέρων, καθώς οι μαγνητικές γραμμές ακολουθούν την κίνηση του πλάσματος κατά την περιστροφή. Πρόκειται για περιοχές με θερμοκρασία 500- 1000 K μικρότερη από την φωτόσφαιρα του αστέρα με ισχυρότατα μαγνητικά πεδία της τάξης των μερικών χιλιάδων Gauss. Όπως γνωρίζουμε, η ύπαρξη κηλίδων στον ήλιο μεταβάλλει απειροελάχιστα την λαμπρότητά του. Δεν συμβαίνει όμως το ίδιο στους αστέρες τύπου *BY Draconis*, όπου οι κηλίδες καλύπτουν το 30%-40% της επιφάνειας του αστέρα, με αποτέλεσμα την έντονη



Εικ.1.2 Κηλίδα στην φωτόσφαιρα του Ήλιου (η φωτογραφία ελήφθη από τον συγγραφέα)

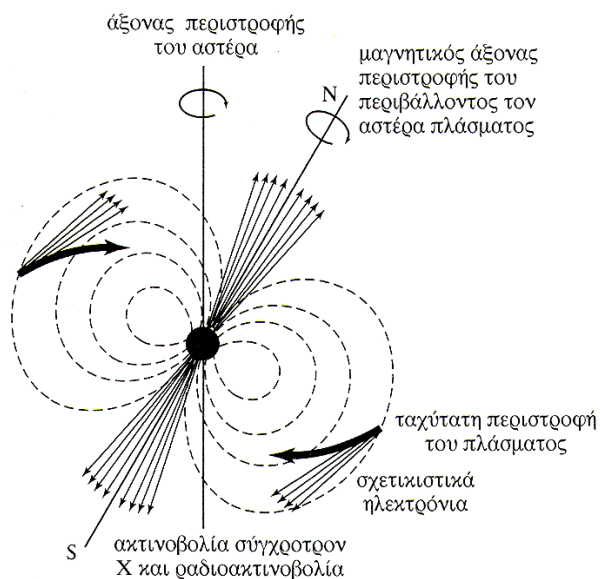
μεταβολή της λαμπρότητας τους.

Πιστεύεται ότι ο χρόνος ζωής των κηλίδων στις φωτόσφαιρες αυτών του τύπου αστερών, ισοδυναμεί με αρκετές ιδιοπεριστροφές του αστερά, όπως ακριβώς και στον ήλιο, με αποτέλεσμα να έχουμε σχεδόν περιοδικές καμπύλες φωτός. Αυτές οι καμπύλες συνήθως παρουσιάζονται με έντονο και ομαλό ελάχιστο, που όμως διαρκεί όσο η μισή περίοδος. Αυτό εξηγείται με την ιδιοπεριστροφή του αστερά. Η μεγάλης έκτασης κηλίδα, ή μια μεγάλη ομάδα από μικρότερες κηλίδες, που εμφανίζονται στην φωτόσφαιρα του αστερά άλλοτε προβάλλονται στον αστρικό δίσκο, και άλλοτε βρίσκονται στα χείλη ή στην «αόρατη» προς εμάς πλευρά του αστερά. Η τόσο μεγάλη διάρκεια του ελαχίστου της λαμπρότητας προφανώς οφείλεται στο ποσοστό κατάληψης του αστρικού δίσκου από αυτές τις κηλίδες. Σε άλλες περιπτώσεις έχει παρατηρηθεί παύση της μεταβολής της λαμπρότητας, φαινόμενο το οποίο προφανώς οφείλεται στην παύση της δραστηριότητας του αστερά.

Οι αστέρες τύπου *BY Draconis* συναντώνται στην βιβλιογραφία και ως αστέρες εκλάμψεων. Ο λόγος είναι ότι πολλοί αστρονόμοι πιστεύουν ότι υπάρχει και χρωμοσφαιρική δραστηριότητα, όπως στους αστέρες εκλάμψεων, όμως αφ' ενός δεν γνωρίζουμε αν έχει σχέση με τις κηλίδες, και αφ' ετέρου φασματοσκοπικές παρατηρήσεις στις γραμμές H και K του ασβεστίου δεν έχουν επιβεβαιώσει την ύπαρξη της. Επίσης ένα δεύτερο κύριο και κοινό χαρακτηριστικό, με τους αστέρες εκλάμψεων είναι ότι η πλειοψηφία τους είναι μέλη στενών διπλών συστημάτων.

### 1.4.1.2.3 Μεμονωμένοι Pulsars (radiopulsars)

Όπως γνωρίζουμε από την αστρική εξέλιξη, ο *pulsar* είναι το τελικό στάδιο εξέλιξης ενός αστερά μεγάλης μάζας, που λόγω βίαιου γεγονότος (supernova) ή λόγω έντονων αστρικών ανέμων είχε μεγάλη απώλεια μάζας. Η μάζα του πυρήνα του αστερά μετά την απώλεια, είναι της τάξης των  $1 M_{\odot}$  έως  $3 M_{\odot}$  και η ακτίνα του της τάξης των μερικών χιλιομέτρων. Μετά την απώλεια μάζας η εναπομένουσα ύλη καταρρέει προς το κέντρο του αστερά, αυξάνοντας δραματικά την πυκνότητά του και την θερμοκρασία του. Αυτό έχει ως αποτέλεσμα την επιτάχυνση των ελεύθερων ηλεκτρονίων σε σχετικιστικές ταχύτητες, και την ένωση τους με πρωτόνια παράγοντας έτσι νετρόνια. Σε αυτή τη κατάσταση η ύλη δεν μπορεί να συμπεστεί άλλο και αποτελείται από εκφυλισμένο αέριο νετρονίων, η πίεση του οποίου εξισορροπεί τις βαρυτικές δυνάμεις. Οι αστέρες αυτοί ονομάζονται *αστέρες νετρονίων* και κύριο χαρακτηριστικό τους είναι οι ταχύτατες ιδιοπεριστροφές και το ισχυρό μαγνητικό πεδίο τους. Μία κατηγορία αστερών νετρονίων είναι οι *pulsars* οι οποίοι παρουσιάζουν εξαιρετικά ισχυρά μαγνητικά πεδία, της τάξης των  $10^{12}$  Gauss, και λόγω της ιδιοπεριστροφής τους εκπέμπουν ραδιοπαλμούς με αυστηρή περιοδικότητα.



Η θεωρητική πρόβλεψη των αστερών νετρονίων είχε γίνει ήδη από τη δεκαετία του 1930, όμως η παρατηρησιακή επαλήθευση έγινε σχεδόν τέσσερις δεκαετίες αργότερα, και συγκεκριμένα έως το 1967 όπου η αγγλίδα αστρονόμος *Susan Jocelyn Bell* δουλεύοντας στο ραδιοτηλεσκόπιο του *Cambridge* ανακάλυψε την πρώτη παλλόμενη ραδιοπηγή στον αστερισμό της αλώπεκος.

Ένα χρόνο αργότερα ο *Thomas Gold* απέδειξε ότι οι *pulsars* είναι μαγνητικοί αστέρες νετρονίων, που περιστρέφονται ταχύτατα γύρω από τον άξονα τους εκπέμποντας μια στενή δέσμη ραδιοσημάτων, πράγμα που

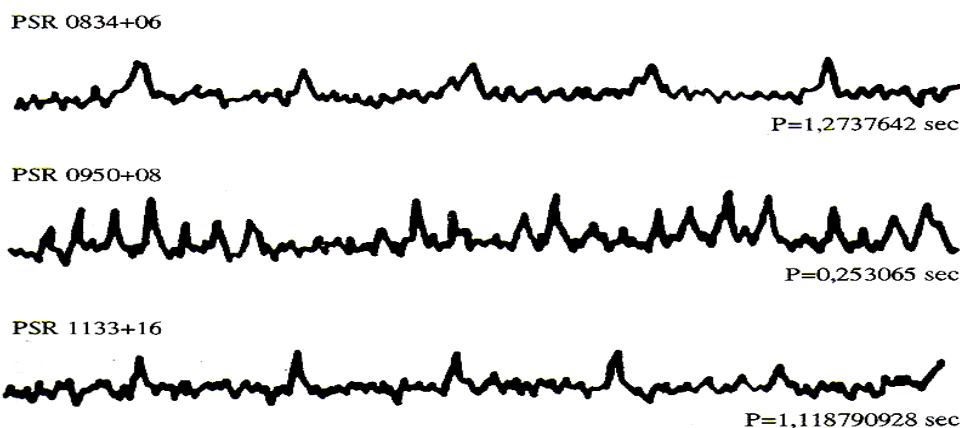
Σχ.1.30 Μαγνητικό πεδίο ενός Pulsar (πηγή: το σύμπαν που αγάπησα, Θεοδοσίου & Δανέζης 1999)



επιβεβαιώθηκε από τις παρατηρήσεις.

Τα ηλεκτρόνια στην επιφάνεια του αστέρα κινούνται επιταχυνόμενα λόγω του ισχυρότατου μαγνητικού πεδίου κατά μήκος των δυναμικών γραμμών (διπλανό σχήμα). Σύμφωνα με την θεωρία των «μαγνητικών καθρεπτών» τα ηλεκτρόνια κινούμενα προς τους μαγνητικούς πόλους επιβραδύνονται, φτάνουν στον πόλο του αστέρα, και εν συνεχεία ανακλώνται και κινούνται επιταχυνόμενα και πάλι κατά μήκος των δυναμικών γραμμών προς τον άλλο πόλο κ.ο.κ.

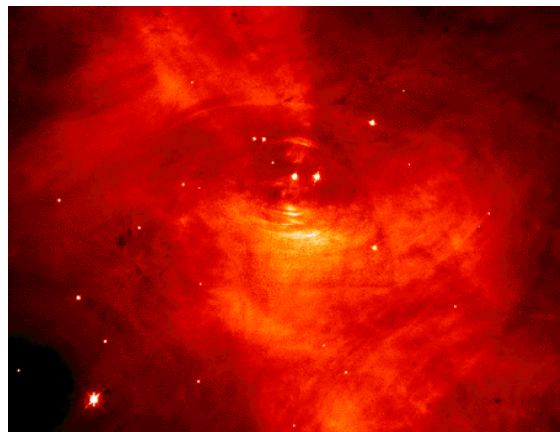
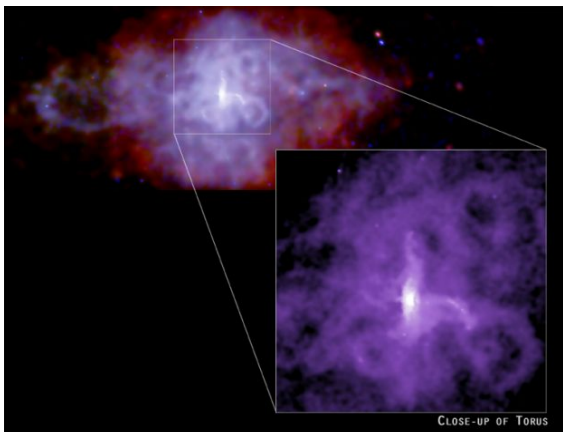
Αυτή ακριβώς η επιβράδυνση η οποία συνεπάγεται απώλεια κινητικής ενέργειας των ηλεκτρονίων κοντά στους πόλους έχει και ως αποτέλεσμα τη εκπομπή ακτινοβολίας στα ραδιοφωνικά μήκη κύματος. Συμπεραίνουμε ότι τα φωτεινά σήματα που λαμβάνουμε εμείς προέρχονται αυστηρά από τους μαγνητικούς πόλους του αστέρα. Επομένως λόγω της ταχείας περιστροφής τους, η ηλεκτρομαγνητική ακτινοβολία που εκπέμπεται από τους μαγνητικούς πόλους του αστέρα σαρώνει το διάστημα σαν φάρος. Ο λόγος που έχουμε αυστηρή περίοδο είναι ότι η γη λαμβάνει σήματα μόνο όταν βρίσκεται στην οπτική ευθεία με έναν από τους δύο πόλους του αστέρα.



Σχ.1.31 Τα παραπάνω διαγράμματα είναι οι περιοδικοί παλμοί τριών pulsars (πηγή: το σύμπαν που αγάπησα, Θεοδοσίου & Δανέζης 1999)

Από το 1968 έως σήμερα έχουν ανακαλυφθεί πάνω από 420 pulsars. Ο πιο γνωστός pulsar σήμερα είναι ο *crab pulsar* (M1) με το περίφημο *crab nebula*. Το 1987 ανακαλύφθηκε ο ταχύτερα περιστρεφόμενος pulsar με περίπου 600 περιστροφές / sec.

Σε αυτή τη κατηγορία που περιγράψαμε αναφέρουμε μόνο για τους μεμονωμένους pulsars. Τέτοιου τύπου αστέρες συναντώνται σε διπλά συμπαγή συστήματα ακτίνων -X, και ανήκουν σε υποκατηγορία των εκρηκτικών μεταβλητών που θα περιγραφεί σε επόμενη παράγραφο.



Εικ. 1.3 Οι παραπάνω φωτογραφίες απεικονίζουν τον pulsar 3c58 (αριστερά) και τον περίφημο crab pulsar (δεξιά) (πηγή: APOD)

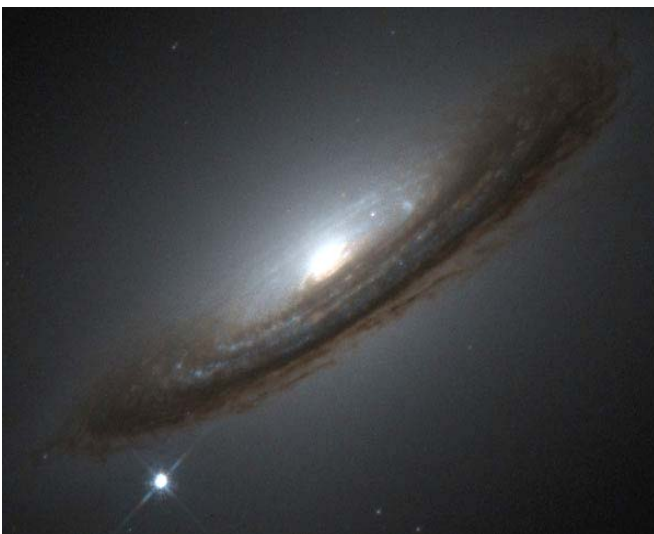
### 1.4.1.3 Εκρηκτικοί μεταβλητοί αστέρες

Αυτή η κατηγορία μεταβλητών αστερών περιέχει αρκετές υποκατηγορίες. Κύριο χαρακτηριστικό αυτών των αστερών είναι η απουσία περιοδικότητας στις μεταβολές της λαμπρότητας, και σε κάποιες περιπτώσεις το μεγάλο πλάτος αυτής της μεταβολής. Οι υποκατηγορίες είναι οι εξής : (1) **Υπερκαινοφανείς αστέρες**, (2) **Κατακλυσμικοί μεταβλητοί αστέρες**, **αστέρες τύπου U Geminorum και SS Cygni**, **αστέρες τύπου Z Camelopardalis** (3) **Συμπαγή συστήματα εκπομπής ακτίνων X, μικρής και μεγάλης μάζας** , (4) **Συμβιοτικοί αστέρες**, (5) **αστέρες τύπου UV Ceti**, (6) **Αστέρες τύπου Wolf-Rayet και P Cygni**.

#### 1.4.1.3.1 Υπερκαινοφανείς αστέρες (Supernova)

Η έκρηξη υπερκαινοφανούς αποτελεί όπως πιστεύουμε το δεύτερο πιο βίαιο γεγονός στο σύμπαν μετά το Big Bang. Προέρχεται από αστέρες μεγάλης μάζας, με περίπου  $10 M_{\odot}$  κατά την παραμονή τους στην κύρια ακολουθία. Μετά την καύση όλων των αποθεμάτων πυρηνικής ενέργειας στο εσωτερικό του αστέρα, δεν υπάρχει τίποτα πλέον να συγκρατήσει τις βαρυτικές δυνάμεις των εξωτερικών στρωμάτων, με συνέπεια να ξεκινήσει η βαρυτική κατάρρευση προς τον πυρήνα του αστέρα. Λόγω αυτής της απότομης κατάρρευσης, η θερμοκρασία του πυρήνα αυξάνεται δραματικά και παίρνει τιμές της τάξης των  $8 \times 10^9$  K με αποτέλεσμα την φωτοδιάσπαση του σιδήρου σύμφωνα με την αντίδραση  ${}^{56}_{26}\text{Fe} + h\nu \rightarrow 13 {}^4_2\text{He} + 4n$ . Ο σίδηρος είναι ο σταθερότερος ατομικός πυρήνας, και η προηγούμενη αντίδραση είναι ενδόθερμη, και η ενέργεια που απορροφά προέρχεται από την περαιτέρω βαρυτική συστολή του άστρου, με μορφή βαρυτικής ενέργειας. Αυτή η απορρόφηση είναι τόσο απότομη, που η συστολή διαρκεί μόλις δέκα δευτερόλεπτα, και επιφέρει ολοκληρωτικές μεταβολές στην επιφάνεια του αστέρα. Η αύξηση της θερμοκρασίας είναι τόσο μεγάλη που η έκρηξη της ύλης γύρω από τον πυρήνα συμπαρασύρει και τα εξωτερικά του στρώματα. Πρόκειται λοιπόν για μια «νίκη» της πίεσης της ακτινοβολίας έναντι των βαρυτικών δυνάμεων.

Τα τελευταία 2.000 χρόνια έχουν εμφανιστεί και καταγραφεί στον γαλαξία μας 14 υπερκαινοφανείς, ενώ συνολικά έχουν καταγραφεί πάνω από 600 σε άλλους γαλαξίες. Ο λόγος της μικρής συχνότητας εμφάνισης υπερκαινοφανών στον δικό μας γαλαξία είναι η απορρόφηση της



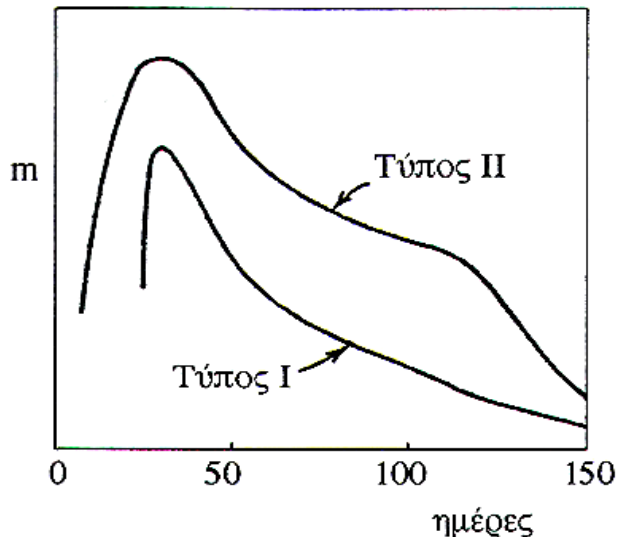
εκλυόμενης ακτινοβολίας από την μεσοαστρική σκόνη στον δίσκο του γαλαξία. Η έκταση μιας τέτοιας έκρηξης είναι πολύ μεγάλη και οι παρατηρήσεις σε άλλους γαλαξίες έχουν δείξει ότι η λαμπρότητα ενός υπερκαινοφανούς είναι  $10^8$ - $10^9$  φορές μεγαλύτερη από του ήλιου και αυτό έχει σαν αποτέλεσμα, την περίοδο της έκρηξης η λαμπρότητα του υπερκαινοφανούς να υποσκιάζει την λαμπρότητα ολόκληρου του γαλαξία.

Αν και η ίδια η στιγμή της έκρηξης θα πρέπει να θεωρείται ως ένα εξαιρετικό γεγονός, η παρατήρηση των υπολειμμάτων τέτοιων εκρήξεων είναι σχετικά πιο απλή περίπτωση.

Εικ.1.4 Ο υπερκαινοφανής sn1994d (κάτω αριστερά). Παρατηρούμε ότι η λαμπρότητά του είναι συγκρίσιμη με αυτήν του κέντρου του γαλαξία (πηγή: APOD)

Σε αυτό βοηθάει το γεγονός ότι αυτά διαρκούν πολύ περισσότερο και εκπέμπουν σε μήκη κύματος που υπόκεινται σε μικρότερη απορρόφηση από την μεσοαστρική σκόνη, όπως τα ραδιοκύματα και οι ακτίνες  $\gamma$ . Έτσι όλοι οι ιστορικοί υπερκαινοφανείς έχουν αφήσει πίσω τους υπολείμματα τα οποία συνεχίζουν να εκτονώνονται μέχρι και σήμερα.

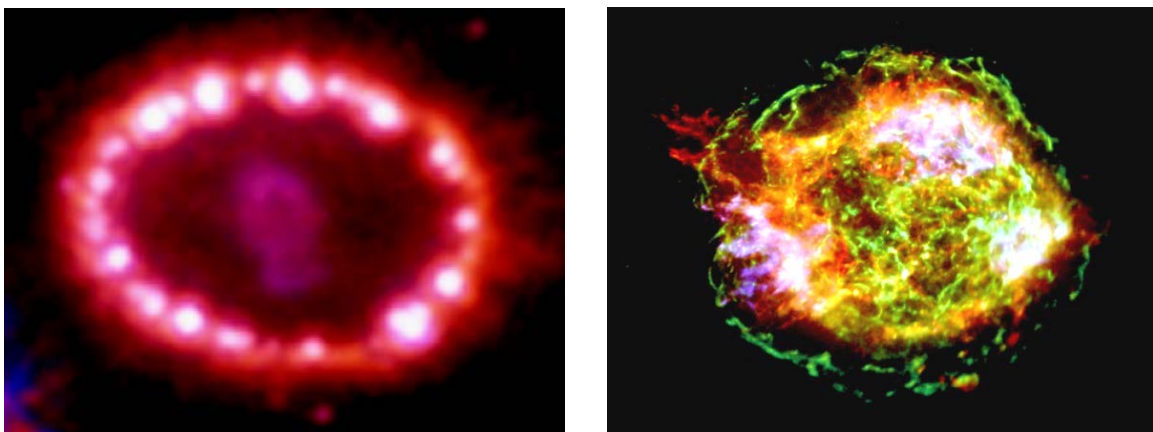
Οι υπερκαινοφανείς χωρίζονται σε δύο υποκατηγορίες τους *S/N* τύπου *I* και τύπου *II* (παρακάτω σχήμα) Οι **υπερκαινοφανείς τύπου I** παρουσιάζουν απότομη αύξηση της λαμπρότητας



μέχρι κάποιο μέγιστο και εν συνεχεία εξασθενούν εκθετικά. Οι καμπύλες φωτός όλων αυτών των υπερκαινοφανών είναι πανομοιότυπες και απουσιάζουν οι γραμμές υδρογόνου από το φάσμα τους. Πιστεύεται ότι η γενεσιουργός αιτία αυτής της έκρηξης είναι ο μεγάλος ρυθμός πρόσπτωσης ύλης στην επιφάνεια λευκών νάνων μελών διπλών συστημάτων, με αποτέλεσμα η μάζα τους να ξεπεράσει το όριο *Chandrasekhar* και να δημιουργηθεί η έκρηξη. Οι **υπερκαινοφανείς τύπου II** προέρχονται από την καταστροφική έκρηξη ενός αστέρα μεγάλης μάζας. Η έκρηξη οδηγεί σε μια μεγάλη αύξηση της λαμπρότητας, που φθάνει ορισμένες φορές έως  $-18$  mag

Σχ.1.32 Φωτομετρικές καμπύλες των υπερκαινοφανών αστέρων (πηγή: το σύμπαν που αγάπησα, Θεοδοσίου & Δανέζης 1999)

(απόλυτο βολομετρικό μέγεθος). Εν συνεχεία η λαμπρότητα ακολουθεί μια φθίνουσα πορεία και ελαττώνεται εκθετικά κατά  $6-8$  mag/yr. Το φάσμα τους παρουσιάζει γραμμές εκτομής του υδρογόνου και άλλων βαρύτερων στοιχείων. Παρ' όλα αυτά οι καμπύλες φωτός διαφέρουν σε κάθε περίπτωση, και λόγω αυτού του γεγονότος δημιουργήθηκαν δύο επιπλέον υποκατηγορίες, τους **Υπερκαινοφανείς τύπου II-L**, στους οποίους μετά το μέγιστο της λαμπρότητας ακολουθεί εκθετική πτώση, και τους **Υπερκαινοφανείς τύπου II-P**, στους οποίους το μέγιστο παρατείνεται και η καμπύλη φωτός παρουσιάζει ένα πρόσκαιρο πλάτωμα.



Εικ.1.5 Στις παραπάνω φωτογραφίες απεικονίζονται τα υπολείμματα των υπερκαινοφανών sn1987a (αριστερά) και ο CasA (δεξιά) (πηγή: APOD)

Τα κελύφη των υπερκαινοφανών χωρίζονται και αυτά σε δύο κατηγορίες ανάλογα με το σχήμα τους. (1) **Κελυφωτά υπολείμματα** τα οποία είναι σχεδόν σφαιρικά συμμετρικά γύρω από το κέντρο της έκρηξης και (2) **Πλήρη υπολείμματα** τα οποία παρουσιάζουν μη θερμική εκπομπή από όλο τον όγκο τους και πηγή της ενέργειάς του αποτελεί ένας νέος και δραστήριος pulsar.

### 1.4.1.3.2 Κατακλυσμικοί μεταβλητοί αστέρες, αστέρες τύπου U Geminorum, SS Cygni και Z Camelopardalis

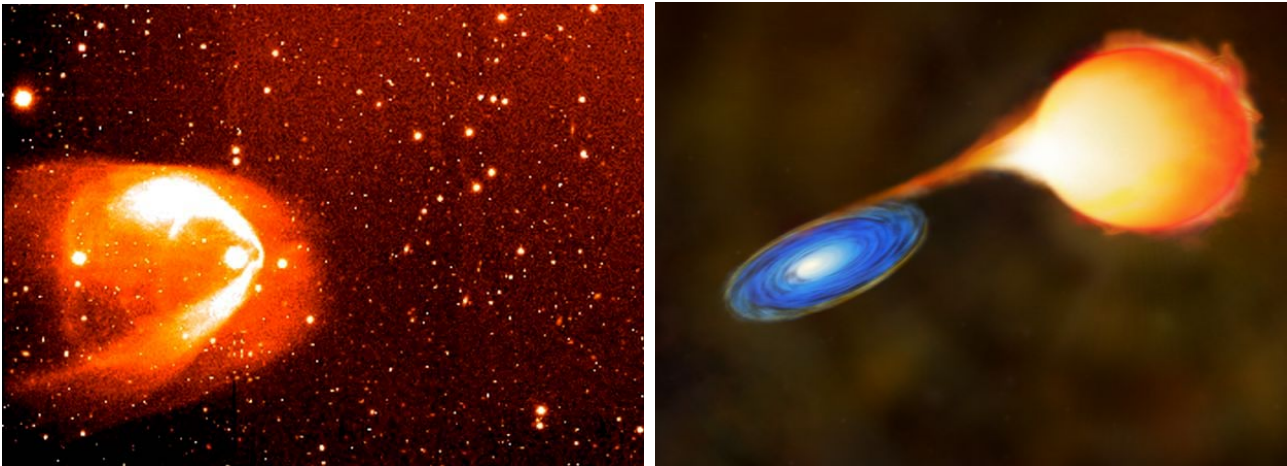
Αυτού του τύπου οι αστέρες χωρίζονται τυπικά σε τρεις κατηγορίες, αφού η φυσική του φαινομένου είναι ίδια. Οι τρεις κατηγορίες είναι οι εξής : (1) **Καινοφανείς**, (2) **Επαναληπτικοί καινοφανείς**, (3) **Νάνοι καινοφανείς**

Λόγω της μικρής συχνότητας εμφάνισής τους, το όνομα τους το παίρνουν από το όνομα του αστερισμού στον οποίο ανήκουν και το έτος ανακάλυψής τους (π.χ. Nova Herculis 1934). Αρχικά μπορούμε να πούμε ότι οι καινοφανείς αστέρες δεν έχουν καμία σχέση με τους υπερκαινοφανείς αστέρες, αν και πολλοί αστροφυσικοί πιστεύουν, χωρίς να είναι πλήρως επιβεβαιωμένο, ότι οι *υπερκαινοφανείς τύπου I* έχουν την ίδια γεννεσιουργό αιτία με τους καινοφανείς αλλά η έκρηξη είναι πολύ ισχυρότερη, λόγω μεγαλύτερου ρυθμού πρόσπτωσης ύλης στην επιφάνεια του λευκού νάνου.

Οι περισσότεροι καινοφανείς αστέρες στην προ-νονα φάση τους, είναι νάνοι ή πιθανόν υπονάνοι αστέρες προγενέστερων φασματικών τύπων. Στο διάγραμμα H-R βρίσκονται κάτω από την κύρια ακολουθία και πάνω από τους λευκούς νάνους. Κύριο χαρακτηριστικό τους είναι οι υψηλές θερμοκρασίες της τάξης των 50.000 K και οι μικρές τους μάζες της τάξης μίας ηλιακής.

Η τεράστια αύξηση της λαμπρότητας αυτών των αστερών οφείλεται σε μια έκρηξη των εξωτερικών στρωμάτων του αστεριού, τα οποία σχηματίζουν ένα αεριώδες περίβλημα γύρω από το πρωταρχικό αστέρι, το οποίο αναγκάζεται, λόγω της σφοδρότητας της έκρηξης να διαστέλλεται ταχύτατα. Όπως είναι προφανές αυτή η έκρηξη είναι η αιτία της αύξησης της λαμπρότητας του αστέρα. Πολλές φορές αντί για ένα κέλυφος μπορεί να δημιουργηθούν περισσότερα επάλληλα, αιτία μια σειρά εκρήξεων στα εξωτερικά στρώματα του αστέρα. Η άποψη αυτή απαιτεί έναν μεμονωμένο αστέρα. Σήμερα όμως πιστεύεται ότι όλοι οι καινοφανείς είναι μέλη διπλών συστημάτων.

Σε αυτή τη περίπτωση, δηλαδή διπλού συστήματος με μέλη έναν λευκό νάνο και έναν κανονικό αστέρα υπάρχει η δυνατότητα να αποκατασταθεί μια ροή μάζας από τον κανονικό αστέρα προς τον λευκό νάνο, λόγω του ότι ο δεύτερος έχει ισχυρότερο βαρυτικό πεδίο. Αυτή η ροή υλικού πλούσιο σε υδρογόνο και ήλιο από τον κανονικό αστέρα, σχηματίζει έναν δίσκο προσάυξεσης



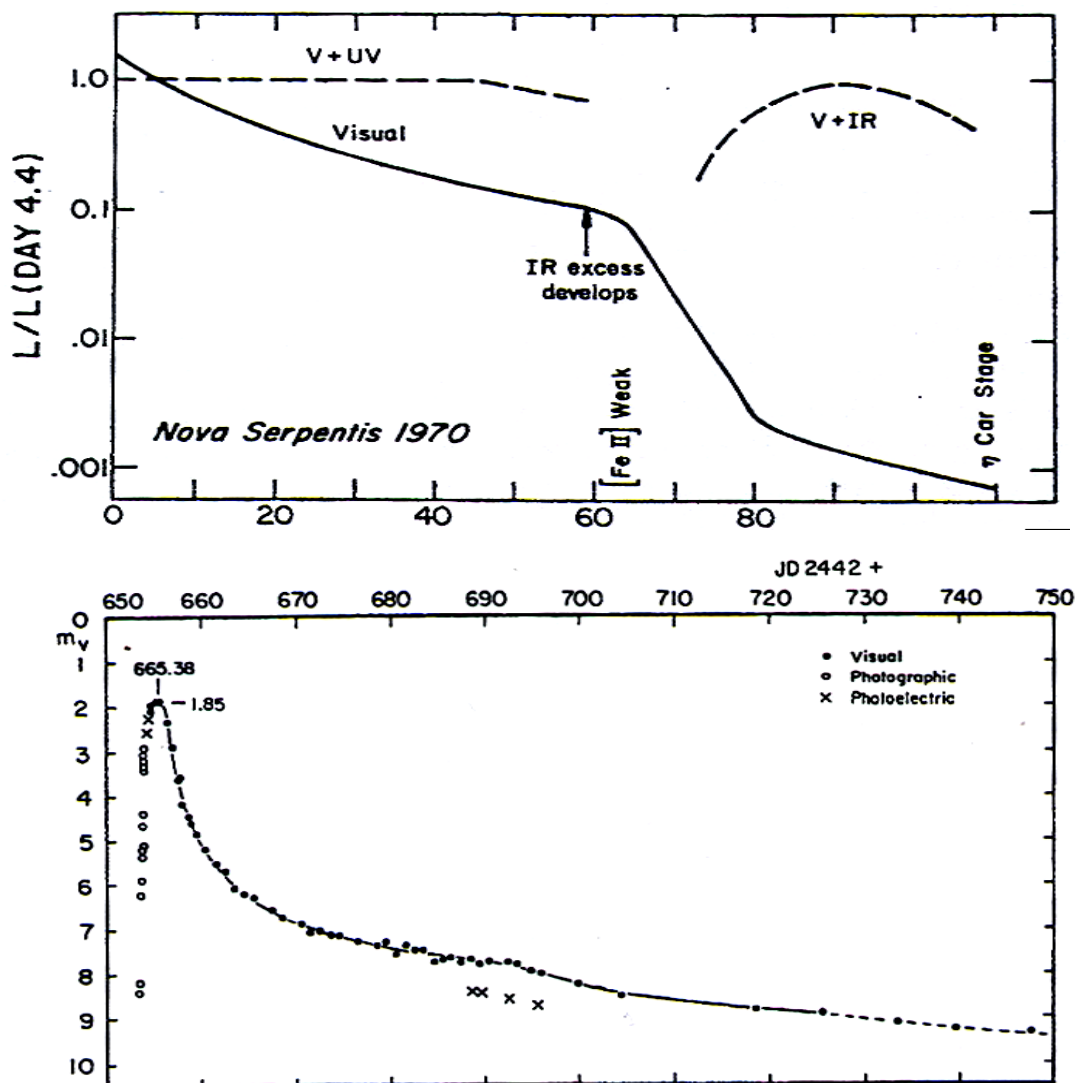
*Εικ.1.6 Η αριστερή φωτογραφία είναι πραγματική και απεικονίζει τον αστέρα Z Camelopardalis να σχηματίζει δίσκο συσσώρευσης γύρω από έναν λευκό νάνο. Η δεξιά φωτογραφία είναι ψεύτικη και απεικονίζει πιο ξεκάθαρα το ίδιο φαινόμενο (πηγή: APOD)*

γύρω από τον λευκό νάνο, και σιγά σιγά πέφτει επάνω στην επιφάνεια του. Το υλικό κατευθύνεται προς τον πυρήνα του λευκού νάνου αυξάνοντας την θερμοκρασία και την πυκνότητά του, με αποτέλεσμα να αρχίζουν ξαφνικά οι πυρηνικές αντιδράσεις καύσης του προσπίπτοντος υλικού πράγμα που οδηγεί σε έκρηξη και φυσικά σε ξαφνική αύξηση της λαμπρότητας. Μετά την έκρηξη αποκαθίσταται εκ νέου η ροή μάζας έως ότου το φαινόμενο επαναληφθεί. Η περίοδος μεταξύ δύο

διαδοχικών αναλάμψεων του καινοφανούς εξαρτάται μόνο από τον ρυθμό πρόσπτωσης ύλης στην επιφάνεια του λευκού νάνου.

Θεωρητικά προβλέπεται ότι αν η πρόσπτωση ύλης έχει πολύ μεγάλο ρυθμό τότε μπορεί να ξεκινήσουν και πάλι οι πυρηνικές αντιδράσεις στο πυρήνα του λευκού νάνου, καίγοντας τα δικά του πυρηνικά αποθέματα. Σε τέτοια περίπτωση, που χαϊδευτικά αποκαλείται «ανάσταση του λευκού νάνου», ο αστέρας ξαναζωντανεύει στην κυριολεξία παίρνοντας και πάλι θέση ανάλογη της μάζας του στο διάγραμμα H-R.

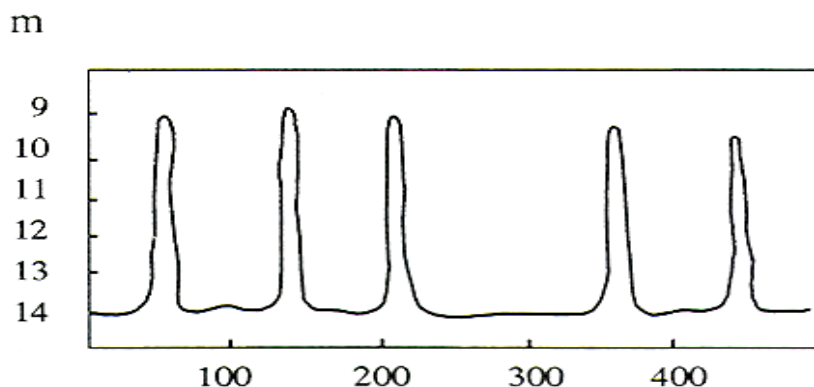
Όπως αναφέραμε στην αρχή της παραγράφου, οι καινοφανείς που αναλάμπουν περιοδικά ονομάζονται **επαναληπτικοί καινοφανείς** ενώ όταν φαινόμενο δεν έχει περιοδικότητα αναφέρεται απλά ως **καινοφανής**. Σήμερα πάντως πιστεύουμε ότι όλοι οι καινοφανείς είναι επαναληπτικοί και προέρχονται από πρόσπτωση ύλης στην επιφάνεια ενός λευκού νάνου. Η τρίτη κατηγορία, οι **νάνοι καινοφανείς**, είναι μια εξειδίκευση της προηγούμενης, αφού περιλαμβάνει διπλά συστήματα όπου ο συνοδός αστέρας είναι ερυθρός γίγαντας και κύριο χαρακτηριστικό της είναι η ταχεία πρόσπτωση ύλης στην επιφάνεια του λευκού νάνου.



Σχ.1.33 Οι παραπάνω καμπύλες φωτός είναι των καινοφανών αστέρων FH Serpentis (πάνω) και V1500 Cygni (κάτω) (πηγή: AAVSO)

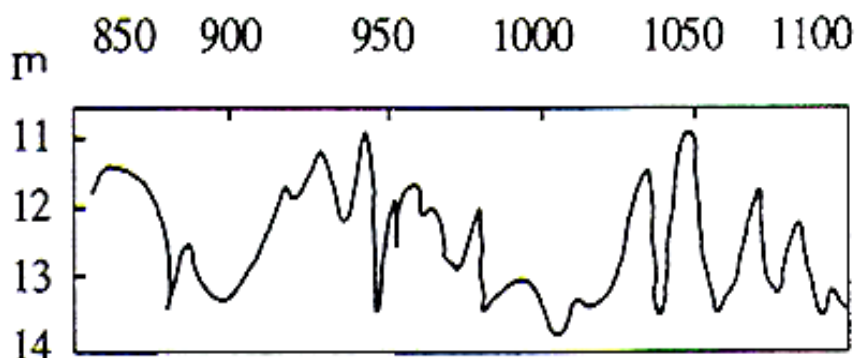
Βασικό χαρακτηριστικό των καινοφανών αστέρων είναι η ξαφνική αύξηση της λαμπρότητάς τους που κυμαίνεται από 7 έως 12 mag μέσα σε χρονικό εύρος 1 έως 100 days.

Οι αστέρες τύπου **U Geminorum** ανήκουν στην κατηγορία νάνων καινοφανών. Πρόκειται για νάνους αστέρες που παρουσιάζουν μεταβολές λαμπρότητας της τάξης των 2 έως 6 mag διάρκειας λίγων ημερών.



Σχ.1.34 Καμπύλη φωτός του αστέρα U Geminorum (πηγή: AAVSO)

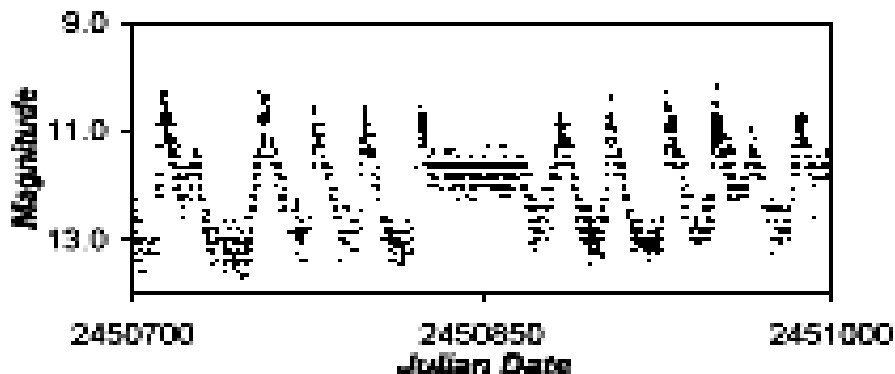
Οι αστέρες τύπου **SS Cygni** είναι ανώμαλοι νάνοι καινοφανείς, και κύριο χαρακτηριστικό τους είναι η ανώμαλη μεταβολή της λαμπρότητά τους κατά 8.1 έως 12.6 mag μέσα σε χρονική διάρκεια περίπου 50 days.



Σχ.1.35 Καμπύλη φωτός του αστέρα SS Cygni (πηγή: AAVSO)

Οι αστέρες τύπου **Z Camelopardalis** θεωρούνται όμοιοι με τους αστέρες U Geminorum, δηλαδή και πάλι πρόκειται για νάνους καινοφανείς αστέρες. Ειδοποιός διαφορά τους από τους προαναφερόμενους είναι ότι η λαμπρότητά τους, μεταξύ μεγίστου και ελαχίστου, παραμένει κατά διαστήματα σχεδόν σταθερή και παρουσιάζει μεταβολές της τάξης 2-3 mag.

### Z Cam



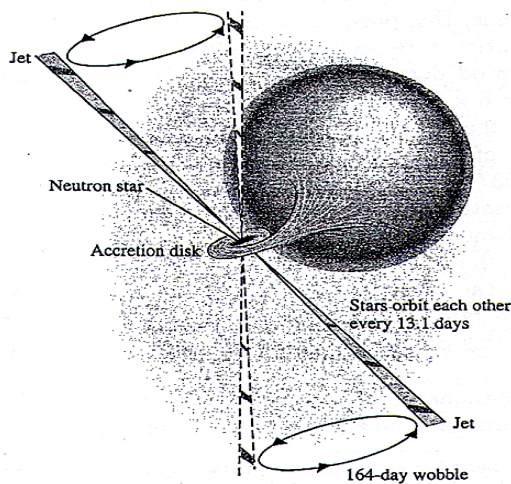
Σχ.1.36 Καμπύλη φωτός του αστέρα Z Camelopardalis (πηγή: AAVSO)

### 1.4.1.3.3 Διπλά συστήματα εκπομπής ακτίνων X

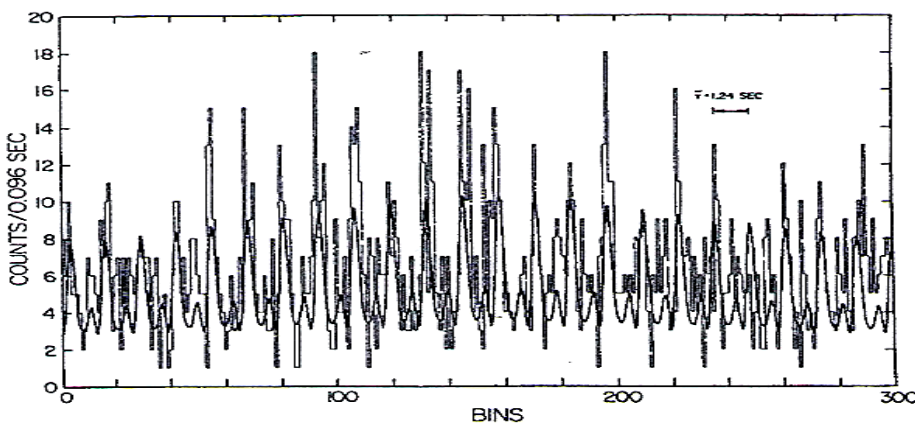
Αυτού του τύπου τα συστήματα περιέχουν σαν κύριο αστέρα έναν εξελιγμένο αστέρα μεγάλης μάζας, και ως συνοδό έναν αστέρα προγενέστερης εξελικτικής φάσης. Η κατηγοριοποίηση σε συστήματα μικρής ή μεγάλης μάζας γίνεται αυστηρά με κριτήριο την μάζα του συνοδού αστέρα. Στα συστήματα μικρής μάζας ( **Low Mass X Ray Binaries**) ο συνοδός αστέρας είναι συνήθως μικρής μάζας ενώ στα συστήματα μεγάλης μάζας (**High Mass X Ray Binaries**) ο συνοδός είναι συνήθως γίγαντας αστέρας.

Η ανακάλυψη αυτών των συστημάτων προήλθε από μια ασυνήθιστη παρατήρηση την εποχή της δεκαετίας του '60. Παρατηρήθηκε από δορυφόρο στην τροχιά της γης μια ασυνήθιστη εκπομπή ακτίνων X από τον αστερισμό του Σκορπιού και του Κύκνου. Οι δύο αυτές πηγές ονομάζονται σήμερα Sco X-1 και Cyg X-2. Σημειώτεον ότι εκείνη την εποχή δεν είχαν ανακαλυφθεί παρατηρησιακά οι αστέρες νετρονίων, και το ερώτημα για την αιτία αυτών των εκλάμψεων ακτίνων X παρέμενε αναπάντητο. Μετά την ανακάλυψη των pulsars, έγινε αντιληπτό ότι οι παλμοί στις ακτίνες X προέρχονται λόγω περιστροφής του μαγνητικού πεδίου του pulsar, όταν υπάρχει πρόσπτωση ύλης πάνω σε αυτό. Για αυτό τον λόγο υπέθεσαν, πολύ σωστά, ότι οι παλμοί αυτοί προέρχονται από διπλά συστήματα στα οποία ο κύριος αστέρας έχει ισχυρό μαγνητικό πεδίο, και ο συνοδός αστέρας είναι πολύ κοντά στον κύριο επιτρέποντας έτσι την αποκατάσταση της ροής μάζας.

Στα **HMXRB** ο κύριος αστέρας είναι ένας αστέρας με ισχυρότατο μαγνητικό πεδίο της τάξης των  $10^{12}$  Gauss, πιθανόν ένας pulsar ή μια μελανή οπή. Ο συνοδός αστέρας είναι ένας νέος γίγαντας αστέρας, φασματικού τύπου O ή B με κύριο χαρακτηριστικό του την υπερκάλυψη του λοβού Roche. Μέσω του Λαγκρατζιανού σημείου L1 αποκαθίσταται ροή μάζας προς τον κύριο αστέρα, με αποτέλεσμα τον σχηματισμό ενός δίσκου προσαύξησης γύρω από αυτόν.



Σχ.1.37 & Εικ.1.7 Σχηματισμός δίσκου προσαύξησης γύρω από τον κύριο αστέρα (πηγή: *exploring the x-ray universe*, των Charles & Seward, 1995 και APOD)



Σχ.1.38 Παλμοί ακτίνων X από την πηγή Her X-1, με περίοδο 1.245 sec (πηγή: *exploring the x-ray universe*, των Charles & Seward, 1995)

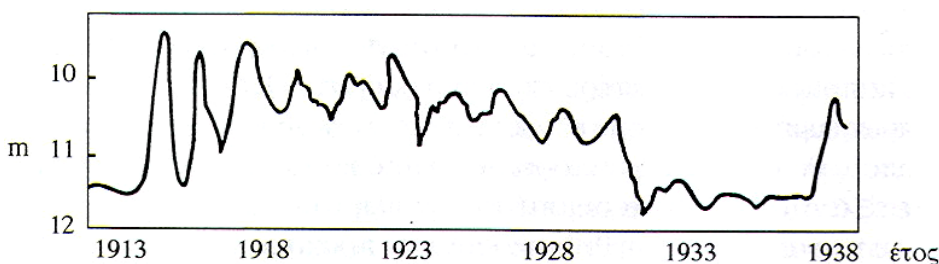
Λόγω του ισχυρότατου μαγνητικού πεδίου του κύριου αστέρα, ύλη μπορεί να ολισθήσει πάνω στις δυναμικές γραμμές, και να ακολουθήσει την πορεία τους προς τους πόλους. Με αυτόν τον τρόπο δημιουργείται συσσώρευση υλικού πάνω από τις πολικές περιοχές, αυξάνεται πολύ η πυκνότητα και η θερμοκρασία τους, και λόγω ιδιοπεριστροφής του κύριου αστέρα έχουμε την ακτινοβολία στις ακτίνες X και θερμικό φάσμα λόγω του δίσκου. Η περίοδος του διπλού συστήματος κυμαίνεται από 9.8days έως 40 min, και πρόκειται για νέα συστήματα τα οποία προβλέπεται να διαρκέσουν λίγο. Εάν ο κύριος αστέρας του συστήματος είναι αστέρας νετρονίων τότε λαμβάνει τον χαρακτηρισμό *x-ray pulsar*. Λόγω πρόσπτωσης ύλης στον pulsar αυξάνεται η ταχύτητα περιστροφής του, με αποτέλεσμα την μείωση της περιόδου του. Τέτοιοι pulsars είναι γνωστοί ως *millisecond – pulsars* με τυπική τιμή περιόδου 0.001 sec. Τα εν λόγω συστήματα πιστεύεται ότι έχουν μικρό χρόνο ζωής, διότι η αυξημένη πρόσπτωση ύλης στον pulsar, αυξάνει πολύ την ταχύτητα περιστροφής του, με αποτέλεσμα οι φυγόκεντρες δυνάμεις να αρχίζουν να διαλύουν τον αστέρα.

Τέτοια συστήματα είναι εντοπισμένα στο γαλαξιακό επίπεδο και αποτελούν πανάκεια για τους σύγχρονους αστροφυσικούς, διότι οι δίσκοι προσαύξησης και οι εκπομπές στις ακτίνες X «προδίδουν» τη παρουσία μελανών οπών. Συστήματα που πιστεύεται ότι περιέχουν μια μικρής μάζας μελανή οπή ονομάζονται **Galactic Black Holes Candidates**, με χαρακτηριστικό παράδειγμα την πηγή *Cyg X-1*.

Τα **LMXRB** περιλαμβάνουν έναν αστέρα νετρονίων και έναν αστέρα μικρής μάζας της τάξης  $< 2 M_{\odot}$ , φασματικού τύπου G ή K ή M. Συναντώνται κυρίως στην γαλαξιακή άλω και στο κέντρο του γαλαξία. Η εκπομπή τους σε ακτίνες X παρουσιάζεται ως έκλαμψη και όχι σαν σειρά περιοδικών παλμών αποδεικνύοντας έτσι ότι το μαγνητικό πεδίο του αστέρα νετρονίων είναι ασθενές, της τάξης των  $10^8$  Gauss. Η φυσική διαδικασία που είναι υπεύθυνη για την εκπομπή στις ακτίνες X είναι παραπλήσια με αυτή των καινοφανών αστέρων. Σημαντική διαφορά αποτελεί το γεγονός ότι στα LMXRB η παρουσία δίσκου προσαύξησης γύρω από τον κύριο αστέρα δεν είναι απαραίτητη. Η μεταφορά μάζας από τον συνοδό στον κύριο αστέρα επιτυγχάνεται με έντονους αστρικούς ανέμους του συνοδού. Το επικαθήμενο υλικό στην επιφάνεια του αστέρα νετρονίων αυξάνει την επιφανειακή του πυκνότητα και θερμοκρασία, με αποτέλεσμα την επιφανειακή θερμοπυρηνική σύντηξη. Αυτή η έκρηξη, η οποία διώχνει το επικαθήμενο υλικό είναι η αιτία της έκλαμψης στις ακτίνες X. Τέτοιου είδους συστήματα διαρκούν αρκετό καιρό, και το φαινόμενο επαναλαμβάνεται, έως ότου ο συνοδός αστέρας, ύστερα από την συνεχή απώλεια μάζας την οποία υφίσταται, μεταβεί σε περαιτέρω στάδιο εξέλιξης.

#### 1.4.1.3.4 Συμβιοτικοί αστέρες

Αστέρες τέτοιου τύπου χαρακτηρίζονται τα διπλά εκείνα συστήματα όπου φασματοσκοπικά έχει αποδειχθεί ότι περιέχουν έναν θερμό κι έναν ψυχρό αστέρα. Ο ψυχρός αστέρας είναι συνήθως γίγαντας αστέρας φασματικού τύπου M και ενίοτε ανήκει στην κατηγορία αστέρων τύπου *Mira*. Ο θερμός αστέρας μπορεί να είναι ένας λευκός νάνος, ή θερμός αστέρας της κύριας ακολουθίας ή ακόμα και αστέρας νετρονίων. Όλο το σύστημα περιβάλλεται από ένα αέριο κέλυφος, το οποίο σχηματίστηκε πιθανόν από απώλεια μάζας του γίγαντα αστέρα λόγω αναπάσεων. Ο θερμός αστέρας περιβάλλεται από δίσκο προσαύξησης λόγω της ροής υλικού από τον συνοδό αστέρα. Η τροχιακή περίοδος του συστήματος κυμαίνεται μεταξύ 200 και 1000 days.



Σχ.1.39 Φωτομετρική καμπύλη ενός συμβιοτικού αστέρα (πηγή: το σύμπαν που αγάπησα, Θεοδοσίου & Δανέζης 1999)



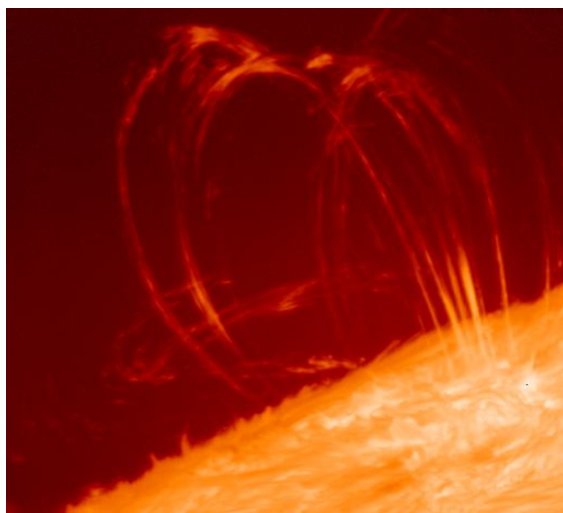
Περίπου οι μισοί από τους συμβιοτικούς αστέρες που γνωρίζουμε είναι εκλειπτικοί μεταβλητοί, ενώ αρκετοί είναι ελλειπτικοί μεταβλητοί, κάτι που δείχνει ότι ο γίγαντας αστέρας δεν γεμίζει πάντα τον λοβό Roche. Η μεταβολή της λαμπρότητάς τους είναι αρκετά πολύπλοκη και είναι της τάξης των 1-3 mag. Σαν διπλά συστήματα μπορούν να παρουσιάσουν μεταβολές αντίστοιχες με τους εκλειπτικούς αστέρες, όμως έχουν παρατηρηθεί και ανώμαλες μεταβολές που αποδόθηκαν στην ύπαρξη σκόνης στο κέλυφος που περιβάλλει το σύστημα. Ο δίσκος συσσώρευσης μπορεί να αυξομειώνει την λαμπρότητά του με περιοδικό τρόπο ή να προκαλεί εκρήξεις στην επιφάνεια του κυρίου αστέρα, όπως ακριβώς οι νάνοι καινοφανείς.

#### 1.4.1.3.5 Αστέρες εκλάμψεων ή αστέρες τύπου UV Ceti

Ο γαλαξίας μας είναι γεμάτος από κόκκινους νάνους αστέρες οι οποίοι είναι πολύ αμυδροί για να φανούν με γυμνό μάτι. Βρίσκονται κάτω δεξιά κι επάνω στην κύρια ακολουθία στο H-R διάγραμμα και οι μάζες τους είναι μερικά δέκατα της ηλιακής. Λόγω όμως της πολύ μικρής τους θερμοκρασίας είναι πολύ αμυδρότεροι από τον ήλιο. Τέτοιοι αστέρες έχουν ανακαλυφθεί σε αποστάσεις μερικών parsecs από εμάς. Μερικοί από αυτούς τους αστέρες είναι μεταβλητοί και ανήκουν στον τύπο *αστέρων εκλάμψεων* ή είναι γνωστοί ως αστέρες τύπου *UV Ceti*. Κύριο χαρακτηριστικό τους είναι η ξαφνική αύξηση της λαμπρότητάς τους από μερικά λεπτά έως μερικές ώρες, σε μεγάλο εύρος συχνοτήτων που εκτείνεται από τις ακτίνες X έως τα ραδιοκύματα.

Η κατηγορία αυτών των αστέρων, είχε αρχίσει να μελετάται από τους αστρονόμους από την δεκαετία του '20, όμως εδραιώθηκε το 1948 από τους *Joy και Humason*. Από το όρος *Wilson* παρατηρούσαν ένα διπλό σύστημα με πολύ ιδιαίτερη κίνηση, στο οποίο ανακάλυψαν μια ξαφνική και τεράστια αύξηση της λαμπρότητας μέσα σε πολύ μικρό χρονικό διάστημα. Περαιτέρω φασματοσκοπικές αναλύσεις κατά την διάρκεια της παρατήρησης έδειξαν αύξηση της λαμπρότητας κατά 4 mag που μεταφράζεται σε αύξηση της επιφανειακής θερμοκρασίας πάνω από 10.000 K. Σε χρονικό διάστημα μικρότερο μιας μέρας ο αστέρας επέστρεψε στην κανονική ψυχρή του κατάσταση. Ο αστέρας αυτός είναι ο γνωστός *UV Ceti* ο πρότυπος αστέρας της κατηγορίας των αστέρων εκλάμψεων.

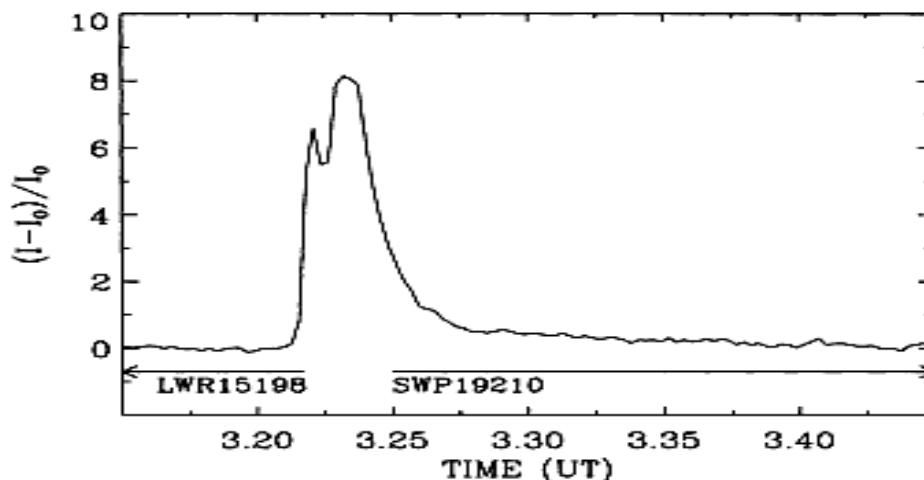
Τέτοιου τύπου αστέρες ανήκουν σε φασματικούς τύπους M έως K, με αντίστοιχες θερμοκρασίες από 4.000 K έως 2.500 K. Παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής υδρογόνου και ασβεστίου πράγμα που αποδεικνύει την χρωμοσφαιρική τους δραστηριότητα, και οι μάζες τους κυμαίνονται από  $0.1 M_{\odot}$  έως  $0.6 M_{\odot}$ . Αρκετοί από αυτούς που γνωρίζουμε βρίσκονται σε περιοχές γέννησης νέων αστέρων όπως σε νεφελώματα του Ταύρου και του Ωρίωνα, άλλοι είναι μέλη διπλών συστημάτων, ενώ μερικοί από αυτούς ανήκουν στην κατηγορία των «κηλιδοτών» αστέρων *BY Draconis*, επειδή κατά πάσα πιθανότητα η χρωμοσφαιρική τους δραστηριότητα συνδέεται με τις κηλίδες, πράγμα που είναι αντικείμενο έρευνας ακόμα και για τον ήλιο. Όπως φαίνεται και στο διπλανό σχήμα, το πλάσμα ακολουθεί τις δυναμικές γραμμές του τοπικού μαγνητικού πεδίου, και στο σημείο (στο ύψος της χρωμόσφαιρας) όπου επανενώνονται αποθηκεύεται μεγάλο ποσό μαγνητικής ενέργειας, με αποτέλεσμα την εκτόνωση του υλικού προς τον μεσοαστρικό χώρο.



Εικ. 1.8 Μαγνητικοί βρόγχοι στον ήλιο (πηγή: SOHO)

Το παραπάνω φαινόμενο είναι γνωστό ως έκλαμψη, και στους αστέρες *UV Ceti* λόγω αυτών των φαινομένων παρατηρούμε την ραγδαία και μεγάλου πλάτους αύξηση της λαμπρότητάς τους. Στο V φίλτρο έχει παρατηρηθεί αύξηση της τάξης του 1 mag ενώ σε αντίθεση στο U φίλτρο παρουσιάζουν αύξηση της τάξης των 4 mag ενώ στις ακτίνες X και στα ραδιοκύματα η αύξηση της

λαμπρότητας είναι πολύ μικρότερη. Στο φάσμα εκπομπής τους παρουσιάζουν τις γραμμές Balmer του υδρογόνου ενώ έντονη είναι και η παρουσία των γραμμών ιονισμένου ηλίου (He). Όπως προαναφέραμε μετά από λίγο χρονικό διάστημα ο αστέρας επανέρχεται στα κανονικά του επίπεδα.



Σχ.1.40 Καμπύλη φωτός του αστέρα εκλάμψεων YZ Canis Minoris (πηγή: AAVSO)

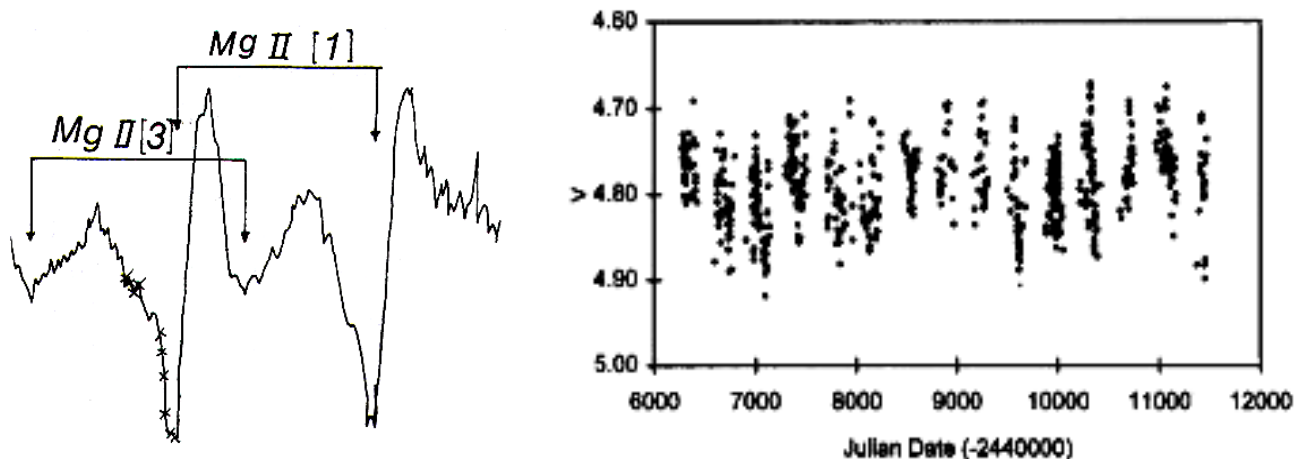
#### 1.4.1.3.6 Μεταβλητοί W-R (Wolf-Rayet) και αστέρες τύπου P Cygni

Οι **αστέρες W-R** ανήκουν στον φασματικό τύπο W και οφείλουν την ονομασία τους στους δύο Γάλλους αστρονόμους *C.J.E Wolf* και *G.A.P Rayet* οι οποίοι τους ανακάλυψαν το 1867. Κύριο χαρακτηριστικό τους είναι οι ευρείες φασματικές γραμμές εκπομπής ατομικής προέλευσης (HeI, HeII, CIII, CIV, NIII, NV), που όπως πιστεύεται προέρχονται από τα ανώμαλα διαστελλόμενα αέρια κελύφη που τους περιβάλλουν. Πολλές φορές οι γραμμές αυτές συνοδεύονται από γραμμές απορρόφησης, του ίδιου ακριβώς μήκους κύματος που, λόγω μετατόπισης Doppler, σχηματίζονται στην ιώδη πλευρά των γραμμών εκπομπής.

Οι ακτίνες αυτών των αστερών είναι της τάξης των  $2 R_{\odot}$ , ενώ η θερμοκρασία τους κυμαίνεται από 60.000 K έως 100.000 K. Τα κελύφη αυτών των αστερών έχουν διαφορετική σύσταση και διαστέλλονται με ταχύτητες  $10^3$  έως  $3 \times 10^3$  km/sec. Λόγω αυτής της διαφορετικής σύστασης από τον αστέρα, οι αστέρες W-R διακρίνονται σε δύο μεγάλες ομάδες, τις (1) **WC** η οποία περιλαμβάνει τους αστέρες με κύριο συστατικό του περιβλήματός τους τον άνθρακα και την (2) **WN** η οποία περιλαμβάνει αυτούς με κύριο συστατικό του κελύφους το άζωτο.

Οι **αστέρες τύπου P Cygni** παρουσιάζουν παρόμοια χαρακτηριστικά με τους αστέρες W-R αλλά μικρότερης κλίμακας και ανήκουν σε προγενέστερους φασματικούς τύπους αστερών. Κύριο φασματικό γνώρισμά τους είναι η εμφάνιση και η ανάμιξη με έναν ιδιαίστον τρόπο φασματικών γραμμών εκπομπής και απορρόφησης του ίδιου ακριβώς μήκους κύματος με τρόπο ώστε το βαθύτερο σημείο της απορρόφησης να βρίσκεται προς τα αριστερά του υψηλότερου σημείου της εκπομπής. Οι φασματικές γραμμές απορρόφησης παράγονται σε διάφορα στρώματα του αστρικού κελύφους, που διαστέλλεται με ταχύτητες 100-200 km/sec, ενώ οι γραμμές εκπομπής σε ένα στρώμα ύλης που βρίσκεται στις εξώτατες περιοχές του.

Μέχρι σήμερα δεν είναι γνωστά τα φυσικά αίτια που αναγκάζουν τον αστέρα να αποβάλλει τα εξωτερικά του στρώματα δημιουργώντας γύρω του αυτά τα διαστελλόμενα κελύφη. Πιθανότερη άποψη είναι ότι η αιτία δημιουργίας των κελυφών είναι η παρουσία ισχυρών τοπικών μαγνητικών πεδίων στις φωτόσφαιρες των αστερών, καθώς και η ύπαρξη αστερών συνοδών, τα βαρυτικά πεδία των οποίων υποβοηθούν την αποβολή μάζας από τους αστέρες τύπου P Cygni. Σύμφωνα με μια άλλη άποψη, η αποβολή μάζας από αυτούς τους αστέρες συντελείται σε όλη την έκταση του ισημερινού τους, λόγω ασταθειών που προκαλεί η διαφορετική περιστροφή τους.



Σχ.1.41 Στα παραπάνω διαγράμματα παρουσιάζονται οι φασματικές γραμμές μαγνησίου του αστέρα AX Mon τύπου P Cygni (αριστερά) και η καμπύλη φωτός του αστέρα P Cygni (δεξιά) (πηγή: το σύμπαν που αγάπησα, Θεοδοσίου & Δανέζης 1999 και AAVSO)

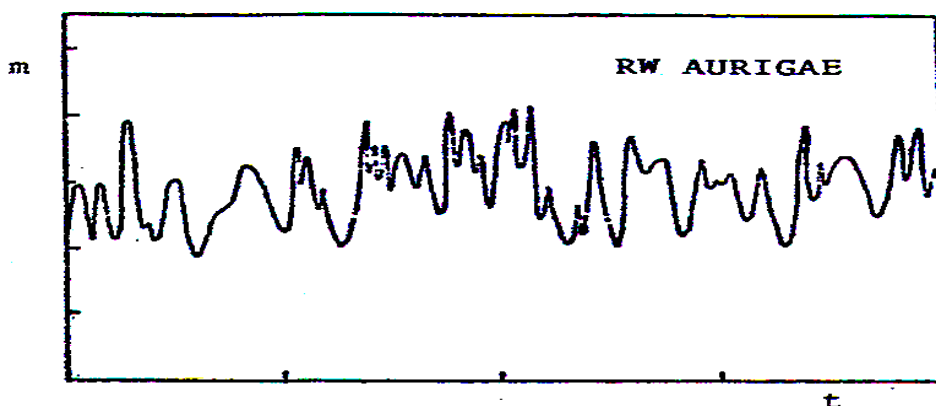
#### 1.4.1.4 Ανώμαλοι μεταβλητοί αστέρες

Αυτή η κατηγορία περιλαμβάνει αστέρες που βρίσκονται σε φάση πριν τη κύρια ακολουθία. Έως τώρα οι αστρονόμοι έχουν καταλήξει σε τρεις μεγάλες υποκατηγορίες για αυτού του τύπου τους αστέρες οι οποίες είναι οι εξής : (1) **Μεταβλητοί νεφελωμάτων, αστέρες τύπου RW Aurigae**, (2) **Αστέρες τύπου T Tauri** και (3) **Μεταβλητοί αστέρες Be ή αστέρες τύπου γ Cas**

##### 1.4.1.4.1 Μεταβλητοί νεφελωμάτων και αστέρες τύπου RW Aurigae

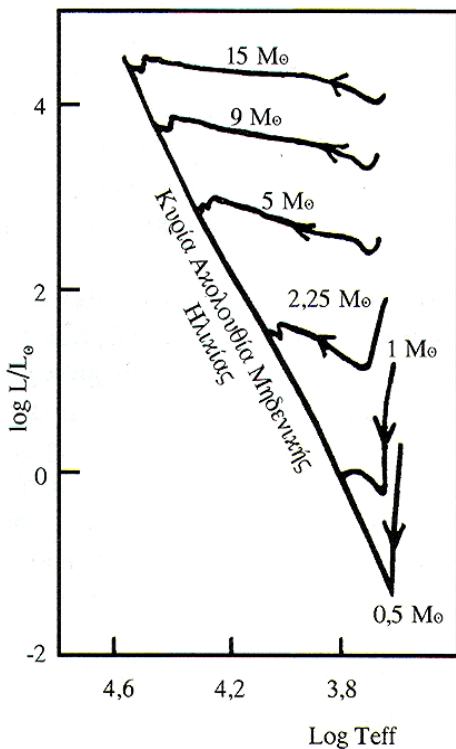
Οι **μεταβλητοί νεφελωμάτων** όπως είναι προφανές έχουν ανακαλυφθεί σε διάχυτα αστρικά νεφελώματα. Είναι τύπου Ήλιου και κύριο χαρακτηριστικό τους, εκτός της θέσης τους, είναι η ένδειξη κελύφους που παρουσιάζουν. Δεν ανήκουν σε κάποιον συγκεκριμένο φασματικό τύπο και παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής και απορρόφησης στα ίδια μήκη κύματος. Παρ' όλο που φαινομενικά έχουν σταθερή λαμπρότητα, έχει παρατηρηθεί ότι υπάρχει μεταβολή της τάξης λίγων μεγεθών μέσα σε χρονικά διαστήματα αρκετών δεκάδων ημερών.

Οι αστέρες τύπου **RW Aurigae** δεν φαίνεται να συνδέονται με πυκνά διαστρικά αέρια και νέφη σκόνης. Παρουσιάζουν μη περιοδικές μεταβολές της λαμπρότητάς τους και παρουσιάζουν πλάτη μεταβολής συνήθως μικρότερα του 1 mag.



Σχ.1.42 Καμπύλη μεταβολής φωτός του αστέρα RW Aurigae (πηγή: AAVSO)

### 1.4.1.4.2 Αστέρες τύπου T Tauri

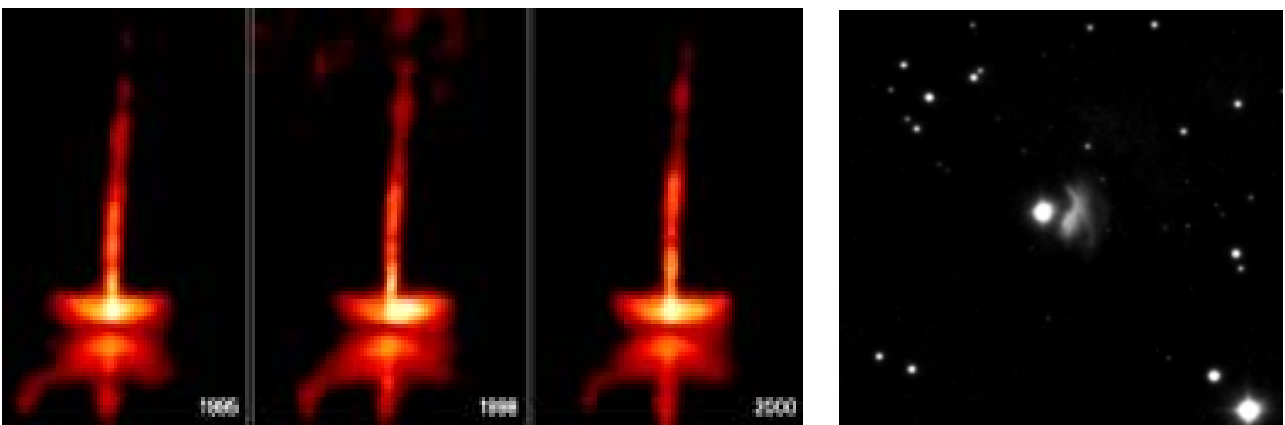


Αυτού του τύπου οι αστέρες βρίσκονται μέσα σε σκοτεινά πυκνά νεφελώματα μεσοαστρικού αερίου, που χαϊδευτικά αποκαλούνται «βρεφοκομεία αστέρων», υπολείμματα του πρωταρχικού υλικού από το οποίο δημιουργήθηκαν. Ανήκουν στους φασματικούς τύπους από F έως M και οι μάζες τους κυμαίνονται από  $0.3 M_{\odot}$  έως  $3 M_{\odot}$ . Έχουν παρατηρηθεί μέσα σε αντικείμενα *Herbig-Haro* (περιοχές ιονισμένου υδρογόνου) οι οποίες είναι αρκετά λαμπρές λόγω της απορρόφησης ακτινοβολίας από τους αστέρες T Tauri. Η παρατήρηση αυτών των αστέρων γίνεται κατά κανόνα στην υπέρυθη περιοχή του φάσματος, στην περιοχή δηλαδή όπου εκπέμπει η μεσοαστρική σκόνη λόγω θέρμανσης από την εκπεμπόμενη ακτινοβολία του αστέρα. Θεωρούνται ως νεογέννητοι αστέρες που πρόσφατα έχουν συσταλεί από την κατάρρευση μεσοαστρικού αερίου και οδεύουν καθ' οδόν προς την κύρια ακολουθία (διπλανό σχήμα). Απλούστερα μπορούμε να πούμε ότι βρίσκονται στην φάση της βαρυντικής συστολής τους, όμως η θερμοκρασία του πυρήνα δεν έχει αυξηθεί τόσο ώστε να αρχίσουν οι θερμοπυρηνικές αντιδράσεις στο εσωτερικό τους. Η θέση

Σχ.1.43 Πορεία των αστέρων T Tauri  
(πηγή: το σύμπαν που αγάπησα,  
Θεοδοσίου & Δανέζης 1999)

τους στο διάγραμμα H-R είναι λίγο πιο πάνω από την κύρια ακολουθία, ουσιαστικά μεταξύ αυτής και της ζώνης των ερυθρών γιγάντων.

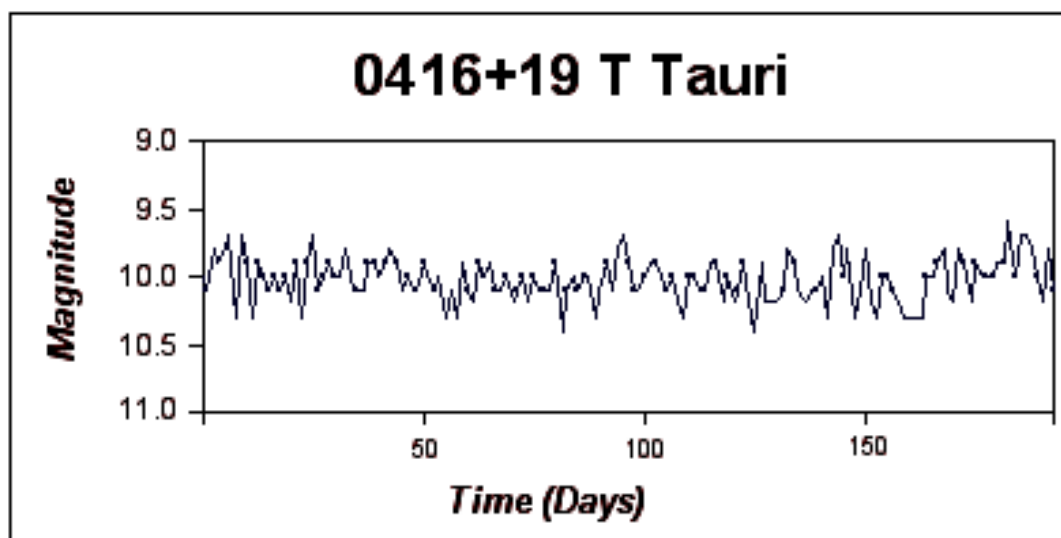
Χαρακτηριστικό παράδειγμα αυτής της κατηγορίας αποτελεί ο αστέρας *R Monocerotis*, στον οποίο έχει παρατηρηθεί ότι η λαμπρότητα του νεφελώματος που τον περιβάλλει μεταβάλλεται σύμφωνα με την μεταβολή λαμπρότητας του αστέρα.



Εικ.1.9 Δίσκοι προσαύξησης και πίδακες υλικού διαφαίνονται σε έναν νεογέννητο αστέρα τύπου T Tauri στην εικόνα αριστερά, ενώ στην δεξιά εικόνα βλέπουμε τον αστέρα T Tauri και το λαμπρό νεφέλωμα πολύ κοντά του (πηγή: APOD & AAVSO)

Από φασματοσκοπικές παρατηρήσεις βρέθηκε ότι διαθέτουν σε πολύ μεγάλες ποσότητες το στοιχείο Λίθιο (Li), στοιχείο το οποίο εξαντλείται στα πρώτα στάδια εξέλιξης του αστέρα. Επίσης ένα δεύτερο κύριο χαρακτηριστικό τους είναι η έντονη χρωμοσφαιρική δραστηριότητά τους, η οποία γίνεται αντιληπτή από τα φάσματά τους, και οι έντονοι αστρικοί άνεμοι. Οι αστρικοί άνεμοι μεταφέρουν υλικό, που απομακρύνεται με μεγάλη ταχύτητα από τους πόλους τους και επιστρέφει στον ισημερινό τους δημιουργώντας δίσκους προσαύξεσης γύρω από τον αστέρα, πιθανό δημιουργό πλανητικού συστήματος ή συνοδού μικρότερης μάζας. Παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής της σειράς Balmer του υδρογόνου και CaII, γραμμές φθορισμού FeI, απαγορευμένες γραμμές εκπομπής O I και S II και όπως προαναφέραμε ισχυρές γραμμές απορρόφησης Li I.

Γενικά η λαμπρότητα των αστέρων τύπου T Tauri μεταβάλλεται ανώμαλα, από λίγα δέκατα του μεγέθους έως το πολύ 4 mag, σε σχετικά μικρά χρονικά διαστήματα της τάξεως μερικών ωρών.



Σχ.1.44 Καμπύλη φωτός του αστέρα T Tauri (πηγή: AAVSO)

#### 1.4.1.4.3 Μεταβλητοί αστέρες Be ή αστέρες τύπου γ Cassiopeiae

Μεταξύ του 1863 και του 1867 ο ιερέας *Angelo Secchi* μελέτησε φασματοσκοπικά περίπου 4.000 αστέρες από το αστεροσκοπείο του Βατικανού. Το 1867 δημοσίευσε μια εργασία για την εκπομπή του αστέρα γ Cas στην γραμμή απορρόφησης H $\beta$ . Από τότε ξεκίνησε το μυστήριο και το ενδιαφέρον για τους Be αστέρες, όπου το γράμμα **B** δείχνει την τάξη θερμοκρασίας (από τους αστέρες φασματικού τύπου B στο διάγραμμα H-R) και το γράμμα e δείχνει τις γραμμές εκπομπής.

Σήμερα ως Be αστέρες θεωρούμε τους όχι υπεργίγαντες αστέρες με επιφανειακές θερμοκρασίες μεταξύ 10.000K και 30.000K, φασματικού τύπου από A έως O, τάξης φωτεινότητας από V έως III, που έχουν παρουσιάσει γραμμές εκπομπής στο φάσμα τους τουλάχιστον μία φορά. Περίπου το 20% των αστέρων φασματικού τύπου B ανήκουν στην κατηγορία των Be αστέρων, ενώ είναι γνωστό ότι το φάσμα αυτών των αστέρων μεταβάλλεται με τον χρόνο.

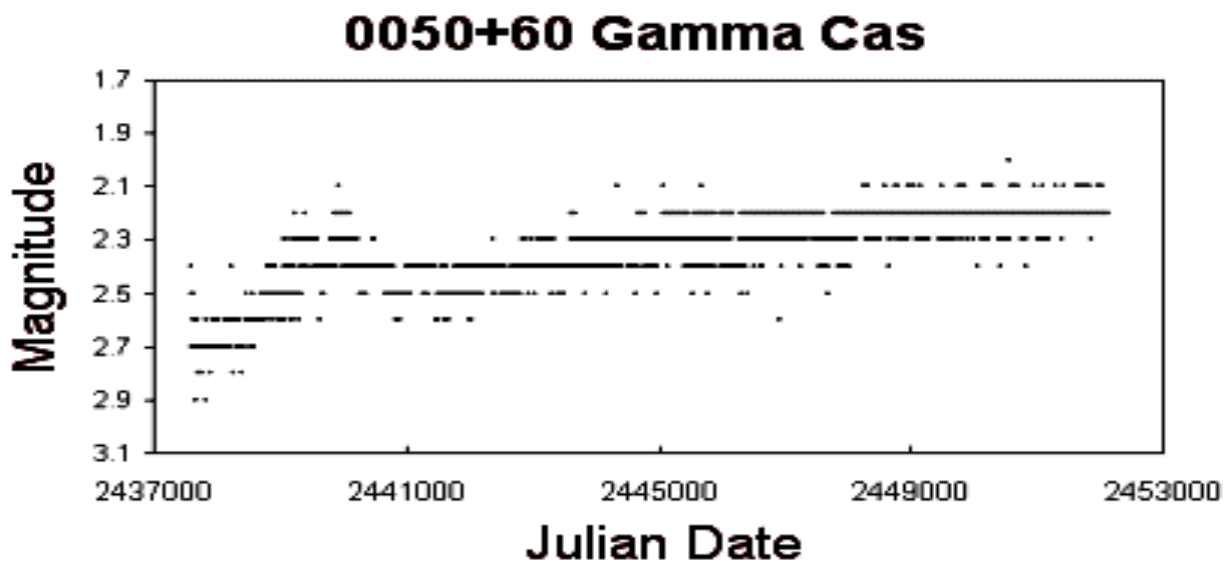
Για τον αστέρα γ Cas, από μελέτες περίπου 120 ετών βγήκαν τα παρακάτω συμπεράσματα. Από το 1866 έως το 1932 ο αστέρας με μικρές μεταβολές της λαμπρότητάς του παρουσίασε μέτριες έως έντονες γραμμές απορρόφησης στο φάσμα του. Από το 1932 έως το 1942 παρουσίασε έντονες μεταβολές λαμπρότητας έως ότου ξανάγινε ένας κανονικός αστέρας φασματικού τύπου B. Το 1981 άρχισε ξανά να παρουσιάζει αυτές τις ανώμαλες μεταβολές στις γραμμές απορρόφησης, πράγμα που αμέσως σχετίστηκε με τους αστέρες Be και τους αστέρες που διαθέτουν κέλυφος αερίου γύρω τους. Παρατηρώντας λοιπόν αυτό τον αστέρα, οι αστρονόμοι κατέληξαν ότι οι αστέρες φασματικού τύπου B που παρουσιάζουν βαθιές και στενές γραμμές απορρόφησης στο φάσμα τους (οι κανονικοί

αστέρες φασματικού τύπου B, παρουσιάζουν κανονικές και φαρδιές φασματικές γραμμές απορρόφησης H και He) μπορούν να διαγράψουν έναν «κύκλο» από B αστέρες να μετατραπούν σε αστέρες Be, ύστερα σε αστέρες Be με κέλυφος και τελικά να ξαναγίνουν κανονικοί αστέρες φασματικού τύπου B.

Οι αστέρες Be ξεχωρίζουν από τους υπόλοιπους αστέρες, διότι πιθανότατα είναι ταχέως περιστρεφόμενοι αστέρες με ταχύτητες της τάξης των 450 km/sec στον ισημερινό τους, πράγμα που αυξάνει τις φυγόκεντρες δυνάμεις σε αυτό ακριβώς το επίπεδο. Ένα σενάριο δημιουργίας τους είναι το εξής : Η λαμπρότητα των αστερών φασματικού B είναι της τάξης των  $10^3 L_{\odot}$ , επικρατούν έντονοι αστρικοί άνεμοι και λόγω αυτών σχηματίζονται δίσκοι προσαύξησης και αέρια κελύφη τα οποία είναι κύρια χαρακτηριστικά των αστερών Be. Ένα δεύτερο σενάριο απαιτεί την παρουσία ισχυρού μαγνητικού πεδίου, όμως οι παρατηρήσεις δεν έχουν δείξει τίποτα τέτοιο.

Οι αστέρες Be παίζουν σημαντικότατο ρόλο στην αστρική εξέλιξη του γαλαξία. Λόγω της απώλειας μάζας τους, μέσω των ισχυρών αστρικών ανέμων, εμπλουτίζουν τον μεσοαστρικό χώρο με βαρύτερα στοιχεία, από τα οποία νέοι αστέρες ή πλανήτες μπορεί να σχηματιστούν.

Οι αστέρες Be παρουσιάζουν μεταβολές τόσο στη λαμπρότητά όσο και στο φάσμα τους με διαφορετικές κλίμακες χρόνου και αυτό πιθανώς οφείλεται στον χρόνο σχηματισμού του δίσκου γύρω τους ή λόγω μη ακτινικής ανάπαλσης (για μεταβολές της τάξης 0.3 έως 2 days) ή λόγω περιστροφής γύρω από κάποιον αστέρα – συνοδό όπως ο αστέρας CX Dra (για μεταβολές της τάξης ημερών έως μερικών εβδομάδων).



Σχ.1.45 Καμπύλη φωτός του αστέρα  $\gamma$  Cassiopeiae (πηγή: AAVSO)

## 1.4.2 Μη φυσικοί μεταβλητοί – Εκλειπτικοί μεταβλητοί αστέρες

### 1.4.2.1 Διπλά συστήματα αστερών

Ως μη φυσικούς μεταβλητούς ορίζουμε τους αστέρες εκείνους που είναι μέλη διπλών συστημάτων και μεταβάλλουν την λαμπρότητά τους με την πάροδο του χρόνου, όμως αυτή η μεταβολή σχετίζεται με την γεωμετρία του συστήματος και όχι με φυσικές διαδικασίες που λαμβάνουν χώρα στον ίδιο τον αστέρα. Αναφερόμαστε σε διπλά συστήματα αστερών, όπου το επίπεδο της τροχιάς του συστήματος έχει τέτοια κλίση ως προς την οπτική ευθεία που μας συνδέει με το σύστημα, ώστε οι αστέρες να παρουσιάζουν διαδοχικές εκλείψεις και κατ' επέκταση να αυξομειώνεται η λαμπρότητά τους.

Ορίζουμε ως *πρωτεύοντα αστέρα* του συστήματος, εκείνον ο οποίος έχει την μεγαλύτερη μάζα από τους δύο, ενώ αυτόν με την μικρότερη μάζα τον ονομάζουμε *δευτερεύοντα αστέρα* ή *συνοδό αστέρα*.

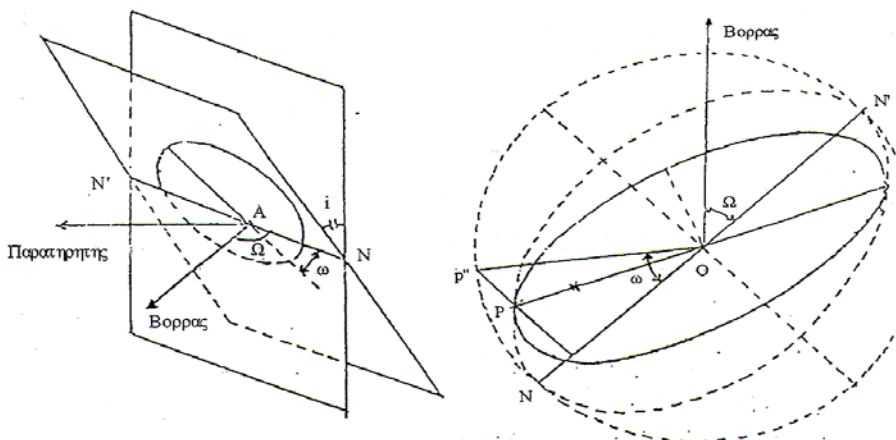
### 1.4.2.2 Υπολογισμός των παραμέτρων διπλού συστήματος αστερών

Ορίζουμε ως *πραγματική τροχιά αστέρα* την τροχιά που διαγράφει ο αστέρας στον τρισδιάστατο χώρο, ως *φαινόμενη τροχιά αστέρα* την προβολή της πραγματικής στον δισδιάστατο χώρο, ως *απόλυτη τροχιά αστέρα* την τροχιά που διαγράφει γύρω από το κοινό κέντρο μάζας του συστήματος και ως *σχετική τροχιά αστέρα* την τροχιά του δευτερεύοντος αστέρα ως προς τον πρωτεύοντα.

Η κίνηση των μελών ενός διπλού συστήματος αστερών περιγράφεται από το γνωστό πρόβλημα της μηχανικής, αυτό των δύο σωμάτων το οποίο υπόκειται στους τρεις νόμους του *Kepler* : (1) Οι τροχιές των δύο μελών του συστήματος ως προς το αδρανειακό σύστημα αναφοράς, είναι συνεπίπεδες και διαγράφουν όμοιες ελλείψεις. Στη μία εκ των εστιών βρίσκεται το κέντρο μάζας του συστήματος. Η τροχιά ενός μέλους ως προς το σύστημα αναφοράς στο οποίο το άλλο θεωρείται ακίνητο, είναι έλλειψη συνεπίπεδη και όμοια με την προηγούμενη, (2) τα δύο μέλη του συστήματος έχουν ισοεμβαδική ταχύτητα ( σε ίσους χρόνους, σαρώνουν ίσα εμβαδά), (3) ο μεγάλος ημιάξονας της σχετικής τροχιάς  $A$ , συνδέεται με την περίοδο περιφοράς με την σχέση :

$$G (M_1 + M_2) P^2 = 4\pi^2 A^3$$

(Όπου  $M_1$ ,  $M_2$  οι μάζες των αστερών,  $G$  η σταθερά της παγκόσμιας έλξης,  $P$  η περίοδος περιφοράς του συστήματος, και  $A$  ο μεγάλος ημιάξονας της τροχιάς τους)



Σχ.1.46 Απεικόνιση τροχιάς διπλού συστήματος

$i$  : κλίση του επιπέδου της τροχιάς ως προς το επίπεδο του ουρανού

$\Omega$  : η γωνία μεταξύ του βορρά και των συνδέσμων  $N'N$

$\omega$  : η γωνία μεταξύ των συνδέσμων και του μεγάλου ημιάξονα

Μετά από σειρά παρατηρήσεων είναι δυνατό να προσδιορίσουμε πλήρως την σχετική και απόλυτη τροχιά του συστήματος. Ο 3<sup>ος</sup> νόμος του Kepler μπορεί να πάρει την μορφή :

$$(m_1 + m_2) P^2 = a^3 \quad (1)$$

Όπου  $m_1, m_2$  οι μάζες των αστερών είναι κανονικοποιημένες στην μάζα του ήλιου,  $P$  η περίοδος του συστήματος εκφρασμένη σε έτη και  $a$  ο ημιάξονας της τροχιάς εκφρασμένος σε A.U.

Συμπεραίνουμε λοιπόν ότι μπορούμε να εξάγουμε το άθροισμα των μαζών του συστήματος.

Από την απόλυτη τροχιά και από τον ορισμό του κέντρου μάζας βρίσκουμε την σχέση :

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{A_2}{A_1} \quad (2)$$

Όπου  $A_1, A_2$  οι ημιάξονες των απόλυτων πραγματικών τροχιών των αστερών

Λόγω του ότι εμείς έχουμε μόνο την δυνατότητα να μετράμε γωνιακές αποστάσεις μεταξύ των αστερών η σχέση (2) γίνεται :

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2}{a_1} \quad (3)$$

Όπου  $a_1, a_2$  η γωνιακές αποστάσεις των αστερών από το κέντρο μάζας

Στην πραγματικότητα όμως εμείς μετράμε τις προβολές  $b$  των γωνιακών αποστάσεων  $a$  στο δισδιάστατο επίπεδο του ουρανού επομένως, υπάρχει εξάρτηση από την γωνία  $i$ .

Θεωρώντας  $b = a \cos i$  η σχέση (3) παίρνει τη μορφή :

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{b_2}{b_1} \quad (4)$$

Από την τριγωνομετρία βρίσκουμε ότι :  $b = \frac{A}{d}$  (5)

Επίσης από την γεωμετρία των ελλείψεων ισχύουν οι εξής σχέσεις :

$$b_1 + b_2 = b \quad (6)$$

$$A_1 + A_2 = A \quad (7)$$

Αντικαθιστώντας τις σχέσεις (5), (6), (7) στην σχέση (1) παίρνουμε την έκφραση :

$$m_1 + m_2 = \left(\frac{d}{\cos i}\right)^3 \frac{b^3}{P^2} \quad (8)$$

Επομένως από τις σχέσεις (4) και (8) μπορούμε να υπολογίσουμε την μάζα του κάθε αστέρα ξεχωριστά. Το μειονέκτημα αυτής της μεθόδου είναι ότι χρειάζεται να γνωρίζουμε την απόσταση  $d$  του συστήματος από εμάς, κάτι που δεν μπορεί να υπολογιστεί πάντα.



Σε περιπτώσεις όπου το διπλό σύστημα είναι εκλειπτικά και φασματοσκοπικά διπλό τότε μας παρέχεται μία επιπλέον πληροφορία, η **καμπύλη ακτινικών ταχυτήτων** του συστήματος. Από αυτήν μπορούμε να υπολογίσουμε τους μεγάλους ημιάξονες  $a_1, a_2$  των απόλυτων τροχιών του κάθε μέλους του συστήματος. Αν οι τροχιές είναι κυκλικές όπως στην περίπτωση στενών συνοδών τότε προκύπτει η παρακάτω σχέση που ισχύει και για τα δύο μέλη του συστήματος :

$$u = \frac{2\pi a}{P} \quad (1)$$

Όπου  $u$  η γραμμική ταχύτητα των αστερών και  $P$  η περίοδος του συστήματος.

Και πάλι λόγω προβολής στον ουράνιο θόλο η μετρούμενη ακτινική ταχύτητα  $u_r$  έχει εξάρτηση από την γωνία  $i$  η οποία δίνεται από την σχέση :

$$u_r = u \sin i \quad (2)$$

όπως και πριν βρίσκουμε ότι ο λόγος μαζών δίνεται από την σχέση :

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2}{a_1} \quad (3)$$

Από τις σχέσεις (1), (2), (3) προκύπτει η σχέση :

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{u_{2r}}{u_{1r}} \quad (4)$$

Από την γεωμετρία των ελλείψεων παίρνουμε την σχέση :

$$a = a_1 + a_2 = \frac{P}{2\pi} (u_1 + u_2) \quad (5)$$

Από τις σχέσεις (2), (5) και τον 3<sup>ο</sup> νόμο του Kepler προκύπτει η σχέση :

$$m_1 + m_2 = \frac{P}{2\pi G} \frac{(u_{1r} + u_{2r})^3}{\sin^3 i} \quad (6)$$

Άρα από τις σχέσεις (4) και (6) υπολογίζουμε μεμονωμένα τις μάζες των μελών του συστήματος.

Σε περιπτώσεις όπου ο συνοδός αστέρας είναι αμυδρός έχουμε δηλαδή φασματοσκοπικά διπλό σύστημα με μονές γραμμές στο φάσμα του, τότε οι μάζες δεν υπολογίζονται μεμονωμένα. Επιλύοντας την σχέση (4) ως προς την ακτινική ταχύτητα  $u_{2r}$  προκύπτει η σχέση :

$$u_{2r} = \frac{m_1}{m_2} u_{1r} \quad (7)$$

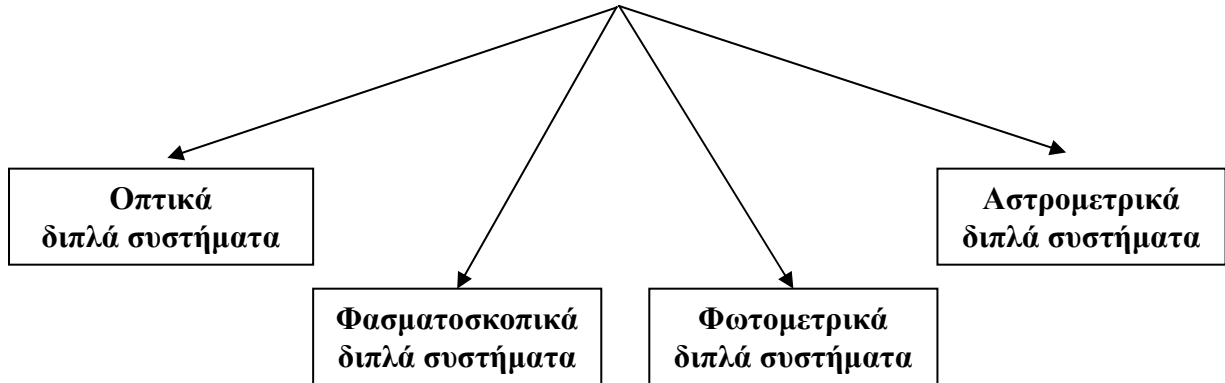
Από την σχέση (7) και τον 3<sup>ο</sup> νόμο του Kepler προκύπτει η **συνάρτηση μάζας** του συστήματος, που μας επιτρέπει να υπολογίσουμε τα όρια των μαζών των μελών, η οποία δίνεται από την παρακάτω σχέση :

$$m_1 + m_2 = \frac{P}{2\pi G} u_{1r}^3 \quad (8)$$

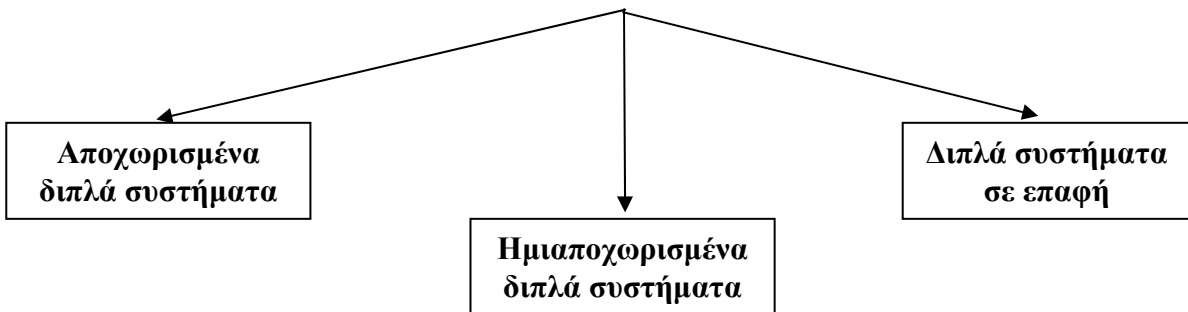
### 1.4.2.3 Ταξινομήσεις διπλών συστημάτων

Υπάρχουν δύο ειδών ταξινομήσεις για τα διπλά συστήματα. Η πρώτη βασίζεται στις μεθόδους παρατήρησής τους, ενώ η δεύτερη στην μεταξύ τους απόσταση (μοντέλο Roche).

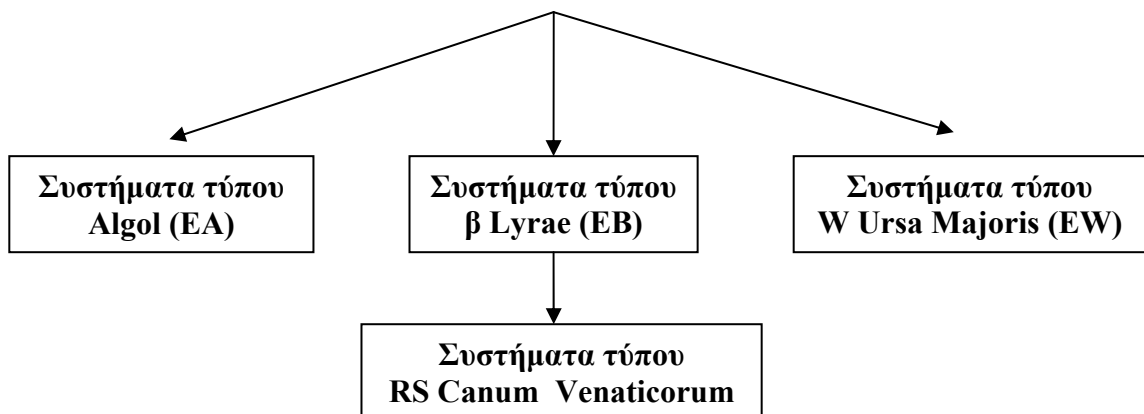
#### A. Βάσει της μεθόδου παρατήρησης



#### B. Βάσει της μεταξύ τους απόστασης (μοντέλο Roche)



#### Γ. Βάσει της μορφής της καμπύλης φωτός τους



### 1.4.2.3.1 Ταξινόμηση διπλών συστημάτων βάσει μεθόδων παρατήρησης

Όπως φαίνεται στο προηγούμενο σχεδιάγραμμα τα διπλά συστήματα μπορούν να ταξινομηθούν βάσει των μεθόδων παρατήρησης που χρησιμοποιούμε. Οι **οπτικές διπλοί αστέρες** είναι τα διπλά συστήματα στα οποία είναι εμφανή και τα δύο μέλη, ενώ οι άλλες τρεις κατηγορίες μπορούν να ενταχθούν σε μία μεγαλύτερη, με τον χαρακτηρισμό **μη οπτικός διπλοί αστέρες** διότι ο συνοδός αστέρας ανιχνεύεται έμμεσα.

#### 1.4.2.3.1.1 Οπτικός διπλοί αστέρες

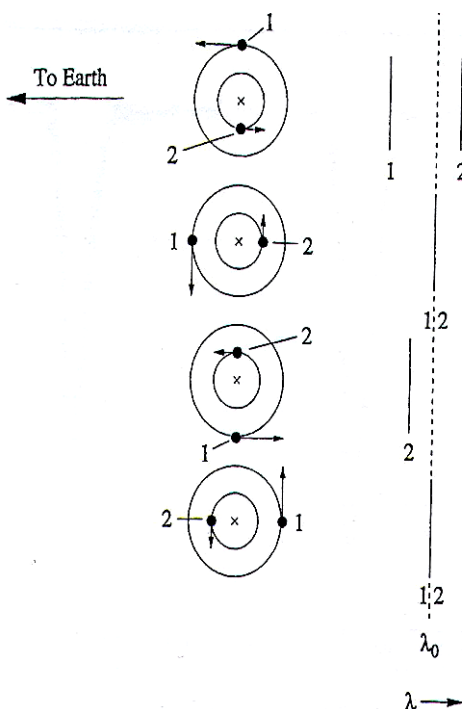
Οι δύο αστέρες που συνιστούν ένα τέτοιο σύστημα απέχουν μεταξύ τους μέχρι και χιλιάδες αστρονομικές μονάδες κι έτσι μπορούν να αναγνωριστούν το καθένα ξεχωριστά με τη βοήθεια τηλεσκοπίου. Λόγω της μεγάλης απόστασής τους, η περίοδος του συστήματος κυμαίνεται από 10 έως 100 ή και περισσότερα χρόνια. Πολύ συχνά αυτά τα διπλά συστήματα συγχέονται με αστέρες που προβάλλονται πολύ κοντά στην ουράνια σφαίρα και δίνουν την εντύπωση διπλού συστήματος, ενώ στην πραγματικότητα δεν υπάρχει καμία αλληλεπίδραση μεταξύ τους.

#### 1.4.2.3.1.2 Φασματοσκοπικά διπλά συστήματα αστέρων

Αυτού του τύπου τα διπλά συστήματα ανακαλύφθηκαν αποκλειστικά με φασματοσκοπικές παρατηρήσεις, διότι ο συνοδός αστέρας δεν είναι οπτικά ορατός. Στα φάσματά τους παρατηρείται μετατόπιση των φασματικών γραμμών προς το ερυθρό και προς το ιώδες. Με τη βοήθεια του νόμου

*Doppler* :  $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{u}{c}$ , υπολογίζονται οι ακτινικές ταχύτητες των αστέρων γύρω από το κέντρο μάζας

του συστήματος. Εάν επομένως η τροχιά του συστήματος είναι τέτοια ώστε να υπάρχει συνιστώσα της ταχύτητας περιφοράς κατά μήκος της οπτικής ακτίνας, τότε υπάρχει περιοδική μεταβολή της μετατόπισης των φασματικών γραμμών και κατ' επέκταση των ακτινικών ταχυτήτων των αστέρων του συστήματος. Μέσω αυτών των παρατηρήσεων προκύπτει η *καμπύλη ταχυτήτων* του συστήματος, που αποτελεί πολύ χρήσιμο εργαλείο στη μελέτη των τροχιακών και φυσικών παραμέτρων του.

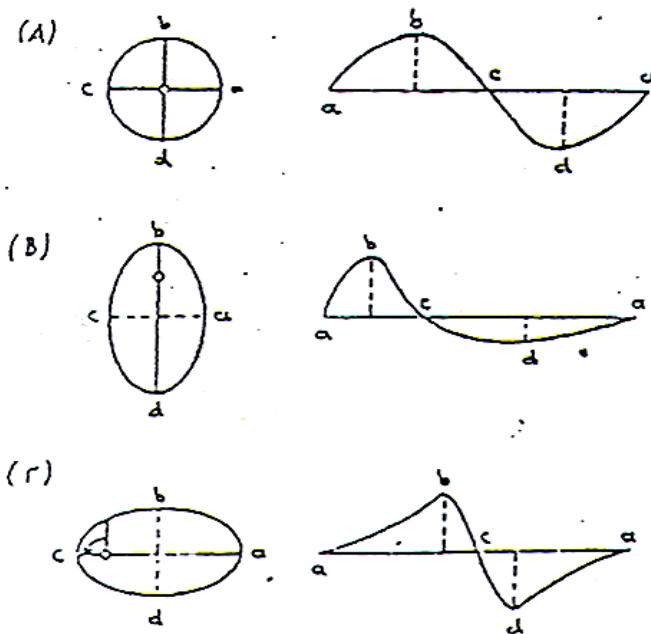


Αυτού του τύπου τα συστήματα χωρίζονται σε επιπλέον δύο κατηγορίες ανάλογα με το πλήθος των γραμμών στο φάσμα τους.

- (1) **Φασματοσκοπικά διπλοί αστέρες με διπλές γραμμές στο φάσμα τους**, όπου ανήκουν τα διπλά συστήματα στα οποία τα μέλη τους είναι περίπου όμοιας λαμπρότητας, και
- (2) **Φασματοσκοπικά διπλοί αστέρες με μονές γραμμές στο φάσμα τους**, όπου ανήκουν τα διπλά συστήματα στα οποία ο ένας αστέρας είναι σημαντικά αμυδρότερος σε σχέση με τον άλλο.

Σχ.1.47 Στο διπλανό διάγραμμα μπορούμε να διακρίνουμε τις κινήσεις των αστέρων του διπλού συστήματος, και τις μετατοπίσεις φασματικών γραμμών που παρουσιάζουν οι αστέρες λόγω των ακτινικών ταχυτήτων τους, όταν απομακρύνονται ή πλησιάζουν την Γη

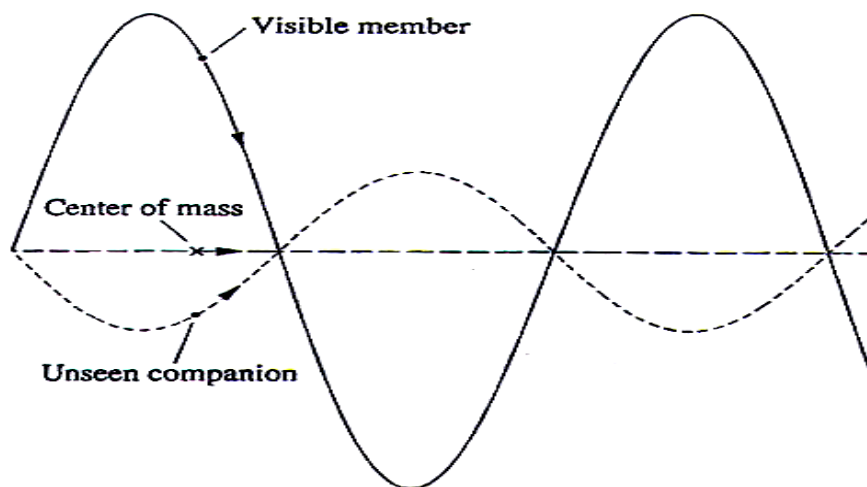
Ανάλογα με την προβολή της τροχιάς του συστήματος, οι καμπύλες ταχυτήτων διαφοροποιούνται όπως φαίνεται στο παρακάτω σχήμα.



Σχ.1.48 Στο διπλανό σχήμα απεικονίζονται οι τροχιές και οι καμπύλες ταχυτήτων τριών διπλών συστημάτων με γωνία  $i = 90^\circ$ . Το σχήμα (A) απεικονίζει κυκλική τροχιά διπλού συστήματος και ημιτονοειδή καμπύλη ταχυτήτων. Τα σχήματα (B) και (Γ) απεικονίζουν τροχιές με εκκεντρότητα  $e \neq 0$  και γωνίες  $\omega = 0^\circ$  και  $90^\circ$  αντίστοιχα, και τις μεταβολές της μορφής της καμπύλης ταχυτήτων τους

### 1.4.2.3.1.3 Αστρομετρικά διπλά συστήματα αστέρων

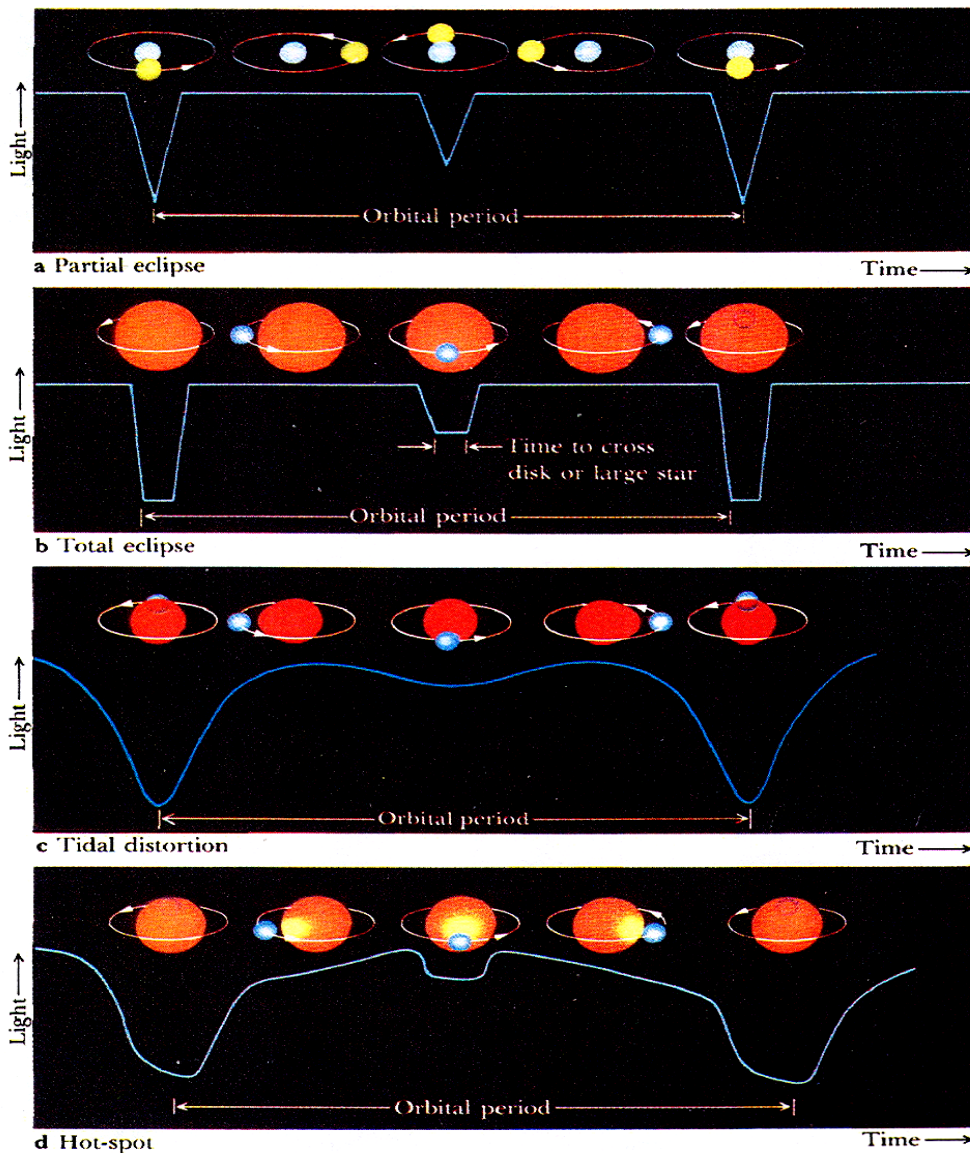
Σε περιπτώσεις όπου ο ένας αστέρας του συστήματος είναι πολύ λαμπρότερος από τον άλλο είναι αδύνατο να παρατηρηθεί φασματοσκοπικά ή φωτομετρικά ο συνοδός αστέρας. Σε τέτοιες περιπτώσεις η ύπαρξη του αμυδρού συνοδού αστέρα γίνεται αντιληπτή μόνον έμμεσα από την παρατήρηση της τροχιάς του κύριου αστέρα. Η τροχιά του κύριου αστέρα δεν διαγράφει ευθύγραμμη τροχιά στην ουράνια σφαίρα αλλά μια κλειστή τροχιά στο σύστημα αναφοράς του κέντρου μάζας του συστήματος. Λαμπρό στην κυριολεξία παράδειγμα αποτελεί ο αστέρας Σείριος ( $\alpha$  CMa) όπου διαθέτει έναν συνοδό αστέρα, τον γνωστό Σείριο-B ο οποίος ανιχνεύτηκε αστρομετρικά. Το σύστημα πλέον ονομάζεται Σείριος A-B και η περίοδος του είναι περίπου 50 χρόνια.



Σχ.1.49 Το παραπάνω σχήμα μας δείχνει την πορεία που ακολουθεί ο κύριος αστέρας γύρω από το κοινό κέντρο μάζας του συστήματος

#### 1.4.2.3.1.4 Φωτομετρικά διπλά συστήματα

Τα συστήματα αυτών των αστερών παρουσιάζουν περιοδική μεταβολή της λαμπρότητάς τους. Η μεταβολή αυτή οφείλεται σε διαδοχικές περιοδικές εκλείψεις που συμβαίνουν όταν ο ένας αστέρας του συστήματος περάσει μπροστά από τον άλλο, εμποδίζοντας έτσι το φως του αστερά που υφίσταται την έκλειψη να φτάσει σε μας. Τα συστήματα αυτά ονομάζονται *μεταβλητοί δι' εκλείψεων*. Παρατηρήσεις της περιοδικής μεταβολής του φωτός μας δίνουν την καμπύλη φωτός του συστήματος που όχι μόνο αποδεικνύει την ύπαρξη ενός συνοδού αστερά, αλλά επίσης μας δίνει πληροφορίες για τις σχετικές ενεργές θερμοκρασίες και τις ακτίνες των δύο αστερών από το βάθος και την διάρκεια της έκλειψης. Για να αντιληφθούμε τέτοιου τύπου διπλά συστήματα θα πρέπει η γωνία που σχηματίζουν το επίπεδο της τροχιάς του συστήματος και η οπτική ευθεία που μας συνδέει με το σύστημα, να είναι περίπου  $90^{\circ}$  ώστε να είμαστε σε θέση να παρατηρήσουμε τις εκλείψεις. Τα περισσότερα εκλειπτικά διπλά συστήματα είναι και φασματοσκοπικά διπλά.



Εικ.1.10 Το παραπάνω σχήμα απεικονίζει διάφορους τύπους δι' εκλείψεων μεταβλητών. Το σχήμα (a) απεικονίζει αποχωρισμένο σύστημα με μερικές εκλείψεις, το σχήμα (b) απεικονίζει το ίδιο αλλά με ολικές εκλείψεις, το σχήμα (c) απεικονίζει στενά αλληλεπιδρόν σύστημα, Το σχήμα (d) απεικονίζει σύστημα όπου ο συνοδός είναι πολύ θερμός και στον κύριο αστέρα εμφανίζεται μια θερμή κηλίδα. (πηγή:Κ. Γαζέας,2002)

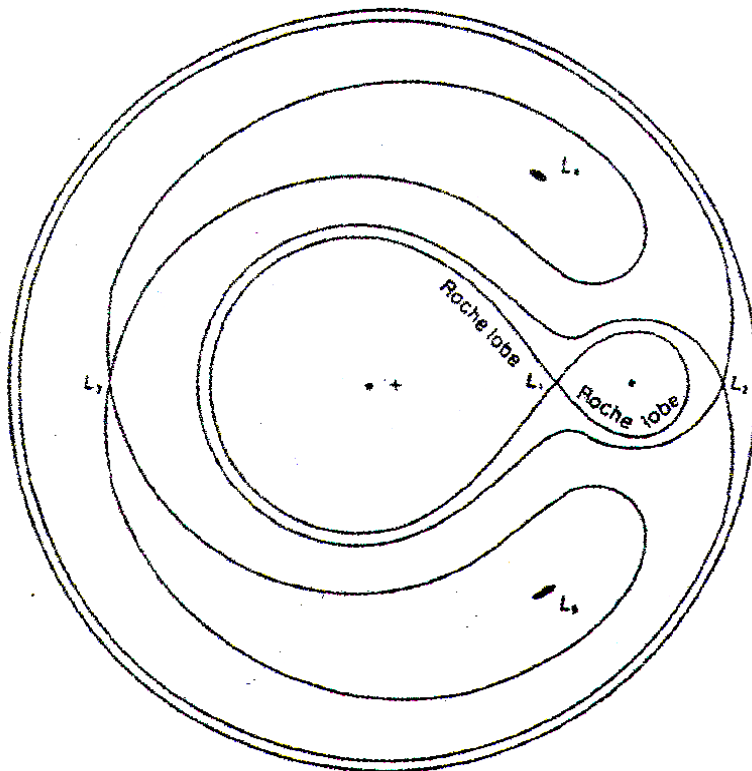
### 1.4.2.3.2 Ταξινόμηση διπλών συστημάτων βάσει του μοντέλου Roche

#### 1.4.2.3.2.1 Μοντέλο Roche

Αυτό το μοντέλο περιγράφει τα στενά διπλά συστήματα αστέρων (*close binary systems*) στα οποία οι αστέρες δεν εξελίσσονται ανεξάρτητα ως μεμονωμένοι αστέρες, αλλά η εξελικτική τους πορεία εξαρτάται από την παρουσία του άλλου μέλους του συστήματος. Αυτοί οι αστέρες αλληλεπιδρούν μεταξύ τους και λαμβάνουν χώρα φαινόμενα όπως η ανταλλαγή μάζας μεταξύ τους, η σύγχρονη περιστροφή, ή ακόμα και μεταφορά θερμότητας από τον θερμό αστέρα στον ψυχρότερο.

Το μοντέλο περιγράφεται ως εξής : Θεωρούμε ένα σύστημα δύο αστέρων με κυκλικές τροχιές και το παρατηρούμε με σύστημα αναφοράς το κέντρο μάζας του συστήματος. Με την παραπάνω παραδοχή μπορούμε να ορίσουμε ισοδυναμικές επιφάνειες έτσι ώστε η *ανηγμένη βαρύτητα* του συστήματος να είναι κάθετη σ' αυτές. Η ανηγμένη βαρύτητα ορίζεται ως η συνισταμένη δύναμη που ασκείται σε ένα στοιχείο μάζας από τους δύο αστέρες του συστήματος, λόγω βαρυτικής έλξης και λόγω περιστροφής του συστήματος αναφοράς. Κοντά στο κέντρο του κάθε αστέρα οι δυνάμεις που ασκούνται λόγω της παρουσίας του συνοδού καθώς και της περιστροφής του συστήματος αναφοράς θεωρούνται αμελητέες. Επομένως οι ισοδυναμικές επιφάνειες κοντά στους δύο αστέρες του συστήματος είναι σφαίρες. Αντίθετα μακριά από τους αστέρες, η ανηγμένη βαρύτητα του συστήματος κυριαρχείται από την φυγόκεντρο δύναμη. Με αυτόν τον τρόπο οι ισοδυναμικές επιφάνειες πρέπει να τέμνουν το ισημερινό επίπεδο σε κύκλους που τους περικλείουν. Φυσικά σε ενδιάμεσες θέσεις το στοιχείο μάζας επηρεάζεται τόσο από την ανηγμένη βαρύτητα όσο και από την φυγόκεντρο δύναμη.

Τα δύο μισά της εσωτερικής επιφάνειας που αντιστοιχούν στους δύο αστέρες ονομάζονται **λοβοί Roche** και ενώνονται σε ένα και μοναδικό σημείο, στο Λανγκρατζιανό σημείο ισορροπίας (**Lagrangian point**) **L1**. Τα σημεία ισορροπίας **L2**, **L3** βρίσκονται πάνω στην ευθεία που ενώνει τα κέντρα των αστέρων και έξω από τους λοβούς Roche, ενώ τα σημεία **L4**, **L5** βρίσκονται πάνω και κάτω αντίστοιχα από την προαναφερόμενη ευθεία, και η απόστασή τους είναι τέτοια ώστε να σχηματίζονται ισόπλευρα τρίγωνα, με κορυφές τα κέντρα των αστέρων και αυτά τα σημεία (βλέπε διπλανό σχήμα). Το σχήμα των ισοδυναμικών επιφανειών και οι ακτίνες των λοβών Roche εξαρτώνται από το λόγο μαζών



του συστήματος.

Σχ.1.50 Η Γεωμετρία Roche

Η μαθηματική επεξεργασία του μοντέλου στηρίζεται πάνω σε τρεις υποθέσεις : (1) Η κατανομή της μάζας σε κάθε αστέρα του συστήματος είναι τέτοια ώστε να μπορούμε να

θεωρήσουμε ότι όλη η μάζα του αστέρα είναι συγκεντρωμένη στο κέντρο του, (2) Οι τροχιές των αστερών είναι κυκλικές και (3) η ιδιοπεριστροφή του κάθε αστέρα είναι σύγχρονη με την περιφορά του γύρω από το κοινό κέντρο μάζας.

Θεωρούμε περιστρεφόμενο σύστημα αξόνων που περιστρέφεται μαζί με το κέντρο μάζας και ως αρχή των αξόνων θέτουμε τον αστέρα με την μεγαλύτερη μάζα ( $m_1 > m_2$ ). Ο άξονας x συνδέει τα κέντρα των δύο αστερών και ο άξονας z είναι κάθετος στο επίπεδο τη τροχιάς. Το δυναμικό στον χώρο που δημιουργούν οι βαρυτικές δυνάμεις των αστερών και η περιστροφή του συστήματος δίνεται από την σχέση :

$$V = -G\left(\frac{m_1}{r_1} + \frac{m_2}{r_2}\right) - \frac{\omega^2}{2} \left[ \left(x - \frac{m_2 a}{m_1 + m_2}\right)^2 + y^2 \right]$$

Όπου  $r_1 = (x^2 + y^2 + z^2)^{1/2}$  και  $r_2 = [(a-x)^2 + y^2 + z^2]^{1/2}$  οι αποστάσεις ενός στοιχείου μάζας από κάθε μέλος του συστήματος

Η γωνιακή ταχύτητα περιστροφής δίνεται από την σχέση :  $\omega = \frac{2\pi}{P} = [G(m_1 + m_2)]^{1/2} a^{-3/2}$

Οι ισοδυναμικές επιφάνειες Roche με  $\Omega = \text{σταθερό}$  συνδέονται με το δυναμικό μέσω της σχέσης :

$$\Omega = \frac{\alpha V}{Gm_1} + \frac{q^2}{2(1+q)}$$

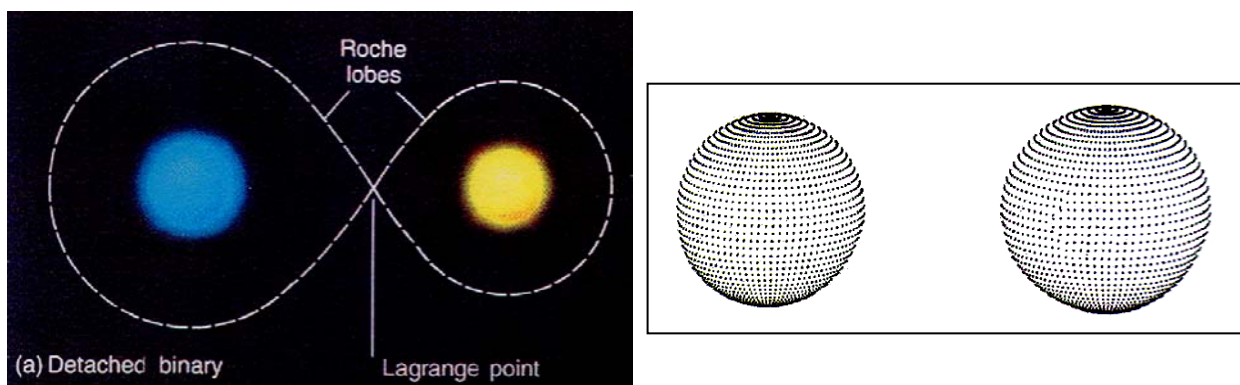
Όπου  $q = \frac{m_1}{m_2}$ , ο λόγος μαζών του συστήματος και  $a$  ο ημιάξονας της έλλειψης

Βάσει του βαθμού πλήρωσης των λοβών Roche από τους αστέρες τα διπλά συστήματα χωρίζονται σε τρεις κατηγορίες : (1) **Αποχωρισμένα συστήματα**, (2) **Ημιαποχωρισμένα συστήματα**, (3) **Συστήματα σε επαφή**.

#### 1.4.2.3.2.2 Αποχωρισμένα διπλά συστήματα αστερών

Οι ακτίνες των αστερών αυτών των συστημάτων είναι μικρότερες από τις ακτίνες των αντίστοιχων λοβών Roche που τους περιβάλλουν. Η αλληλεπίδραση των αστερών περιορίζεται μόνο σε αμοιβαία βαρυτική έλξη. Η ηλικία των δύο αστερών είναι περίπου η ίδια, και η εξελικτική τους πορεία δεν επηρεάζεται από τις μεταξύ τους αλληλεπιδράσεις.

Μια πρώτη υποκατηγορία αυτού του τύπου συστημάτων αποτελούν οι **ελλειψοειδείς μεταβλητοί αστέρες**. Οι αστέρες αυτών των συστημάτων είναι παλιρροιακά παραμορφωμένοι, δεν γεμίζουν τους λοβούς τους, όμως παρατηρείται μια ημιτονοειδής συμπεριφορά στην καμπύλη φωτός τους, λόγω αυτών των παραμορφώσεων και της προβολής τους σε εμάς.

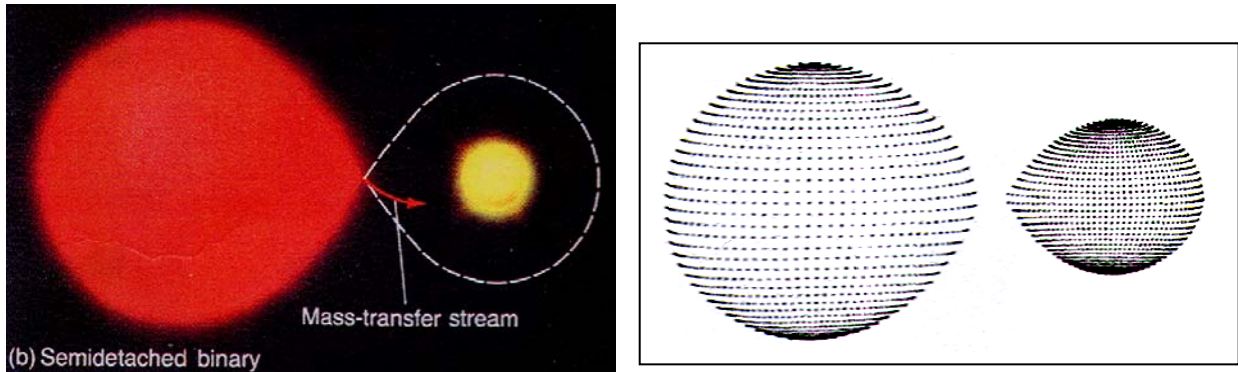


Σχ.1.51 Τα παραπάνω σχήματα είναι η δισδιάστατη (αριστερά) και η τρισδιάστατη (δεξιά) απεικόνιση ενός αποχωρισμένου ζεύγους αστερών (πηγή: Κ. Γαζέας, 2002)

### 1.4.2.3.2.3 Ημιαποχωρισμένα διπλά συστήματα αστέρων

Σε αυτού του τύπου τα συστήματα ο ένας αστέρας του συστήματος γεμίζει τον λοβό που του αντιστοιχεί ενώ ο άλλος όχι. Η βασική δυναμική ιδιότητα αυτών των ζευγών είναι η μεταφορά μάζας του αστέρα που γεμίζει τον λοβό του προς τον συνοδό αστέρα μέσω του εσωτερικού σημείου Lagrange L1. Ανάλογα με την φύση του συνοδού που δέχεται την μάζα που εκρέει από το μέλος σε επαφή, έχουμε ποικιλία φαινομένων που χαρακτηρίζουν διάφορες ομάδες διπλών συστημάτων.

Σε τέτοιου τύπου συστήματα φασματοσκοπικές παρατηρήσεις στην υπεριώδη περιοχή του φάσματος, έδειξαν την ύπαρξη δακτυλίων πλάσματος, δίσκων προσαύξεσης ή ακόμα και κελύφη που περιβάλλουν τον αστέρα στον οποίο προσπίπτει η ύλη, ο οποίος είναι θερμότερος και λιγότερο εξελιγμένος.

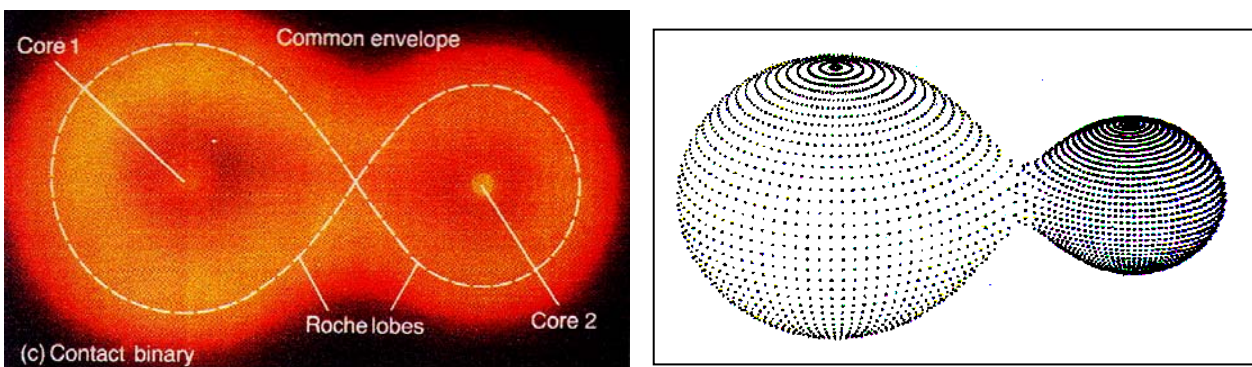


Σχ.1.52 Τα παραπάνω σχήματα είναι η δισδιάστατη (αριστερά) και η τρισδιάστατη (δεξιά) απεικόνιση ενός ημιαποχωρισμένου ζεύγους αστέρων (πηγή: Κ. Γαζέας, 2002)

### 1.4.2.3.2.4 Διπλά συστήματα αστέρων σε επαφή

Σε αυτού του τύπου τα συστήματα, οι αστέρες συνήθως είναι της κύριας ακολουθίας, και γεμίζουν ή ξεπερνούν τους αντίστοιχους λοβούς τους. Σε τέτοιες περιπτώσεις οι δύο αστέρες έχουν κοινή φωτόσφαιρα, και αυτό συμβαίνει λόγω εξελικτικής διαστολής τους ή διότι έτσι γεννήθηκαν από το αρχικό πρωτοαστρικό νέφος. Παρουσιάζουν πολύ μικρές περιόδους περιφοράς της τάξης των 0.3 – 0.8 days και γι' αυτό αποτελούν ιδανικούς στόχους παρατήρησης. Βασικός εκπρόσωπος αυτού του τύπου συστημάτων είναι ο αστέρας *W Ursa Majoris* με λόγο μαζών 0.4.

Οι καμπύλες φωτός τους δεν παρουσιάζουν σταθερά μέγιστα λόγω του ότι η μορφή των δύο αστέρων έχει υποστεί παλιρροϊκές παραμορφώσεις, ενώ παρουσιάζουν ισοβαθή ελάχιστα. Τέτοιου είδους καμπύλη φαίνεται σε επόμενη παράγραφο.



Σχ.1.53 Τα παραπάνω σχήματα είναι η δισδιάστατη (αριστερά) και η τρισδιάστατη (δεξιά) απεικόνιση ενός ζεύγους αστέρων σε επαφή (πηγή: Κ. Γαζέας, 2002)

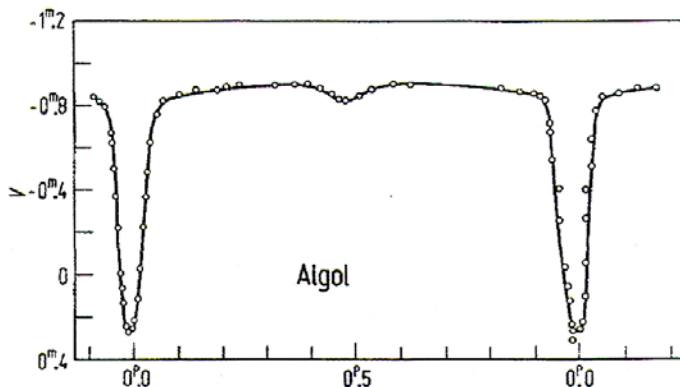


### 1.4.2.3.3 Ταξινόμηση διπλών συστημάτων βάσει της μορφής της καμπύλης φωτός τους

Αυτή η ταξινόμηση όπως είναι προφανές ταξινομεί τους μεταβλητούς δι'εκλείψεων με κριτήριο την μορφή της καμπύλης φωτός που παρουσιάζουν. Έως τώρα οι κατηγορίες είναι οι εξής: (1) Συστήματα τύπου Algol (EA), (2) Συστήματα τύπου  $\beta$  Lyrae (EB), (3) Συστήματα τύπου W Ursa Majoris

#### 1.4.2.3.3.1 Συστήματα τύπου Algol

Ο αστέρας Algol ή  $\beta$  Persei έχει ιστορική σημασία, διότι είναι ο πρώτος μεταβλητός δι' εκλείψεων που παρατηρήθηκε από τον Montanari το 1667 και αποτελεί τον πρότυπο αστέρα της κατηγορίας ημιαποχωρισμένων διπλών συστημάτων που δημιουργήθηκε μέσω του γνωστού παραδόξου του Algol. Σε αυτό το σύστημα παρατηρήθηκε ότι ο μικρότερης μάζας αστέρας του συστήματος είχε πολύ μεγαλύτερη φωτεινότητα και ακτίνα από έναν αστέρα της κύριας ακολουθίας, ενώ ο μεγάλης μάζας αστέρας βρισκόταν ακόμα στην κύρια ακολουθία. Από την αστρική εξέλιξη γνωρίζουμε ότι ο χρόνος παραμονής ενός αστέρα στην κύρια ακολουθία είναι ανάλογος της μάζας του, και ακολουθεί την σχέση:  $t_{\kappa.A} \propto m^{-1/3}$ . Επίσης οι παρατηρήσεις έδειχναν ότι οι αστέρες δεν είχαν κοινή προέλευση και ηλικία, γεγονός που ερχόταν σε αντίθεση με όλα όσα γνωρίζαμε για τα διπλά συστήματα.

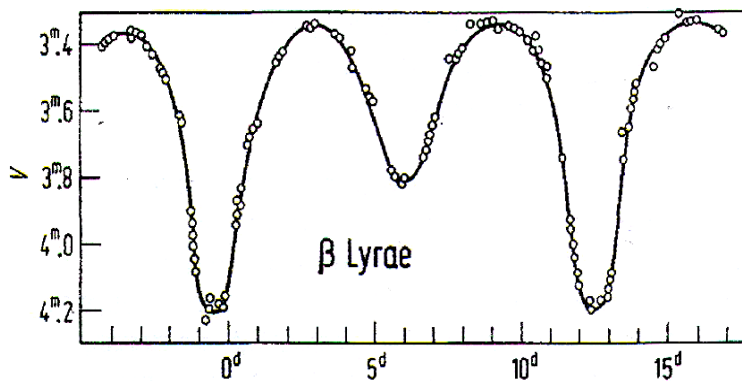


Η καμπύλη φωτός αυτών των συστημάτων παρουσιάζει ένα βαθύ πρωτεύον ελάχιστο, και ένα ρηχότερο δευτερεύον ελάχιστο. Στο χρονικό διάστημα μεταξύ των δύο αυτών ελαχίστων η λαμπρότητα του συστήματος παραμένει σταθερή. Οι περίοδοι αυτών των συστημάτων κυμαίνονται από 0.1 έως 10.000 days, όμως η πλειοψηφία αυτών έχει περίοδο της τάξης των 3 days.

Σχ.1.54 Φωτομετρική καμπύλη του αστέρα Algol (πηγή: AAVSO)

#### 1.4.2.3.3.2 Συστήματα τύπου $\beta$ Lyrae

Πρόκειται για συστήματα που περιέχουν έναν αστέρα μεγάλης μάζας αλλά μη παρατηρήσιμο φασματοσκοπικά. Ο  $\beta$  Lyrae είναι ημιαποχωρισμένο σύστημα, ενώ άλλα συστήματα αυτού του τύπου ενίοτε είναι και σε οριακή επαφή. Η καμπύλη φωτός αυτών των συστημάτων παρουσιάζει ένα βαθύ πρωτεύον ελάχιστο, και ένα ρηχότερο δευτερεύον ελάχιστο όπως και στην προηγούμενη περίπτωση, μόνο που τώρα η λαμπρότητα του συστήματος δεν είναι σταθερή στο χρονικό διάστημα μεταξύ των δύο ελαχίστων και



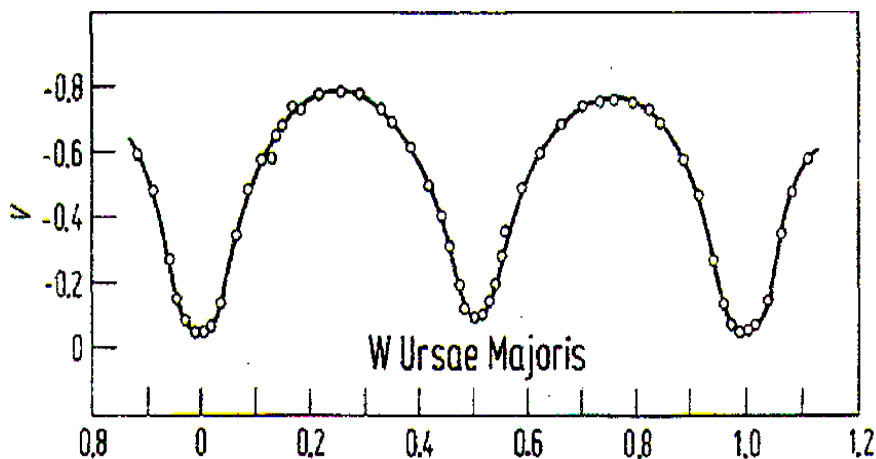
Σχ.1.55 Φωτομετρική καμπύλη του αστέρα  $\beta$  Lyrae (πηγή: AAVSO)

η περίοδος τους κυμαίνεται από 0.4

μέχρι 200 days με τυπική τιμή 13days.

έως 200 days με τυπική τιμή 13days.

### 1.4.2.3.3 Συστήματα τύπου W Ursa Majoris



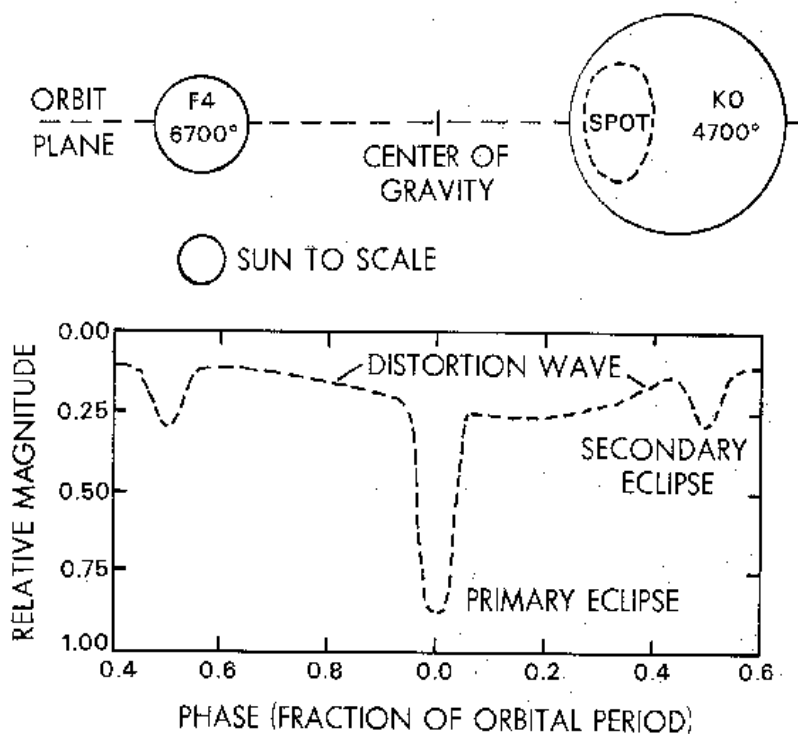
Σχ.1.56 Φωτομετρική καμπύλη του αστέρα W UMa (πηγή: AAVSO)

Πρόκειται για συστήματα σε επαφή, δηλαδή και οι δύο αστέρες έχουν γεμίσει τον λοβό Roche που τους περιβάλλει και αλληλεπιδρούν στενά με τον συνοδό τους.

Οι καμπύλες φωτός τους παρουσιάζουν συνεχή μεταβολή και δύο ισοβαθή ελάχιστα. Η περίοδος αυτών των συστημάτων είναι της τάξης των 10 ωρών.

### 1.4.2.3.3.4 Συστήματα τύπου RS Canum Venaticorum

Αυτού του τύπου τα συστήματα, τα οποία αποτελούν υποκατηγορία των  $\beta$  Lyrae, είναι αποχωρισμένα, περιέχουν αστέρες φασματικού τύπου F ή G και οι περιόδοί τους κυμαίνονται από 5 έως 12 days. Στους αστέρες αυτούς υπάρχει έντονη φωτοσφαιρική και χρωμοσφαιρική δραστηριότητα. Λόγω αυτών των δραστηριοτήτων οι καμπύλες φωτός τους είναι ισχυρά



διαταραγμένες και παρουσιάζουν στο φάσμα τους ισχυρές γραμμές εκπομπής CaII (διπλανό σχήμα). Η συνεχή αλλαγή φάσης οφείλεται στο ένα μέλος του συστήματος που δεν παρουσιάζει ομοιόμορφη κατανομή λαμπρότητας λόγω του ότι η τιμή της ιδιοπεριστροφής του ταυτίζεται με αυτήν της τροχιάς του συστήματος. Επίσης οι αστέρες αυτοί εκπέμπουν στα ραδιοκύματα και στις ακτίνες X, προφανώς λόγω στεμματικής δραστηριότητας. Πιστεύεται ότι τουλάχιστον ο ένας εκ των δύο αστέρων του συστήματος είναι εξελιγμένος, συνήθως φασματικού τύπου K3 – K5 και τάξης φωτεινότητας IV, αλλά αυτό δεν αποκλείει το ενδεχόμενο και οι δύο αστέρες να είναι

Σχ.1.56 Διάγραμμα Φάσης αστέρα τύπου RS CVn (πηγή: AAVSO)

υπογίγαντες, και η σχετικά γρήγορη αύξηση της ακτίνας τους να προκαλεί αυτά τα περίεργα φαινόμενα.

## ΚΕΦΑΛΑΙΟ 2ο

# ΟΡΓΑΝΑ ΚΑΙ ΤΕΧΝΙΚΕΣ ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΗΣ

### 2.1 Εισαγωγή

Όπως είναι γνωστό από την αρχαιότητα οι άνθρωποι παρατηρούσαν τον νυχτερινό ουρανό, και πίστευαν ότι το σύμπαν είναι ο,τι μπορούσαν να δουν με τα μάτια τους. Χαρακτηριστικά αναφέρουμε ότι το ανθρώπινο μάτι σε κατασκότεινη νύκτα μπορεί να διακρίνει αστέρες μέχρι 6<sup>ου</sup> μεγέθους, και από τα δύο ημισφαίρια της γης μπορεί να διακρίνει μόλις 5.500 ουράνια σώματα. Από τον μεσαίωνα οι άνθρωποι είχαν ανακαλύψει την επεξεργασία του γυαλιού, όμως αυτό αρχικά χρησιμοποιούταν μόνο για διακοσμητικά σκεύη. Μετά την ανακάλυψη όμως του τηλεσκοπίου τον 16<sup>ο</sup> αιώνα από τον Γαλιλαίο, άλλαξαν ριζικά οι απόψεις μας για το σύμπαν. Ανακαλύψεις, όπως ότι η γη δεν είναι το κέντρο του σύμπαντος, και ότι πιθανόν να υπάρχουν κι άλλοι κόσμοι εκεί έξω, η παρατήρηση νέων πλανητών στο ηλιακό μας σύστημα, οι γαλαξίες κ.α. συνθέτουν μια νέα εικόνα του σύμπαντος για την ανθρωπότητα.

Σήμερα έχουμε καταγράψει μερικές εκατοντάδες δισεκατομύρια γαλαξιών με τυπική τιμή αστέρων 100 δις, όσα δηλαδή περιέχει περίπου ο δικός μας γαλαξίας. Τα νούμερα είναι όντως αστρονομικά, και χαρακτηριστικά αναφέρουμε ότι το αμυδρότερο αντικείμενο που έχουμε καταγράψει είναι περίπου 27<sup>ου</sup> μεγέθους. Πιστεύεται ότι έχουμε «δει» μια πάρα πολύ μικρή περιοχή του σύμπαντος, και με την ραγδαία ανάπτυξη της τεχνολογίας ελπίζουμε να μπορέσουμε να «δούμε» ακόμα βαθύτερα, σε αυτό που αποκαλούμε πλέον *χωρόχρονο*.

Στις αρχές του περασμένου αιώνα με την βοήθεια τηλεσκοπίου και νέων τεχνολογιών παρατήρησης ανακαλύφθηκαν οι υπόλοιποι πλανήτες του ηλιακού μας συστήματος, ο Ουρανός, ο Ποσειδώνας και ο Πλούτωνας. Επίσης ο *Edwin Hubble* έθεσε, με την ανακάλυψή του για την διαστολή του σύμπαντος, βάσεις για όλες τις σύγχρονες κοσμοθεωρίες.

Αρχικά ως συλλέκτης φωτός χρησιμοποιούταν το ανθρώπινο μάτι. Όμως, λόγω του ότι οι αστρονόμοι ήθελαν να απαλλαγούν από την υποκειμενικότητα του παρατηρητή, χρειάζονταν ένα μέσο αποθήκευσης της πληροφορίας. Αρχικά χρησιμοποιήθηκε το φωτογραφικό φιλμ, που έμελλε να αποτελέσει τον κύριο καταγραφέα πληροφορίας για πάνω από 120 χρόνια. Η σημερινή ψηφιακή τεχνολογία μας επιτρέπει να χρησιμοποιούμε καλύτερες και αποδοτικότερες τεχνικές παρατήρησης και καταγραφής, γεγονός που αποτελεί εφόδιο για την βαθύτερη κατανόηση του σύμπαντος.

Μεγάλα επίγεια τηλεσκόπια αλλά και διαστημικά (όπως το Hubble) παρατηρούν αστρονομικούς στόχους και πολλές φορές συνεργάζονται για να πετύχουν καλύτερο αποτέλεσμα.

Η κατανόηση του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος, ώθησε την ανθρωπότητα να ψάξει το διάστημα και σε άλλα μήκη κύματος εκτός του οπτικού, και να ανακαλύψει αυτό που πολύ χαρακτηρίζουν ως «αθέατο» σύμπαν. Επίσης η ανακάλυψη της δομής της γήινης ατμόσφαιρας και η κατανόηση της επιλεκτικής απορροφητικότητάς της οδήγησε τους επιστήμονες να στείλουν τηλεσκόπια σε τροχιά γύρω από την γη. Τηλεσκόπια ακτίνων Χ, ακτίνων γ, υπεριώδους και υπέρυθρης ακτινοβολίας έχουν μπει σε τροχιά για την εξερεύνηση του σύμπαντος, ενώ ταυτόχρονα ραδιοτηλεσκόπια και οπτικά τηλεσκόπια παρατηρούν από την γήινη επιφάνεια.

Η φασματοσκοπία, οι προσπάθειες για την ανίχνευση νετρίνων και βαρυτικών κυμάτων, η οπτική παρατήρηση και φυσικά οι νέες τεχνολογίες καταγραφής και αποθήκευσης δεδομένων ανοίγουν νέους ορίζοντες στην αστρονομία, που θα μπορούσαμε να πούμε ότι μέχρι πριν μερικά χρόνια βρισκόταν σε πρωτόγονη φάση.

## 2.2 Το Γεροσταθοπούλειο πανεπιστημιακό αστεροσκοπείο

Το τηλεσκόπιο που χρησιμοποιούμε εμείς για τις παρατηρήσεις μας είναι ένα **κατοπτρικό τηλεσκόπιο τύπου Cassegrain**. Παρακάτω αναφέρονται η υποδομή, τα τεχνικά χαρακτηριστικά καθώς και οι ερευνητικές δραστηριότητες.

### 2.2.1 Υποδομή

Το νέο αστεροσκοπείο βρίσκεται στην οροφή του κτιρίου του Τμήματος Φυσικής στην Πανεπιστημιούπολη Ζωγράφου. Η εγκατάσταση του θόλου του αστεροσκοπείου, διαμέτρου 5 μέτρων, έγινε πριν από 7 χρόνια από την εταιρεία OBSERVADOME. Το αστεροσκοπείο, εκτός από το θόλο και το τηλεσκόπιο, περιλαμβάνει ένα μεγάλο γραφείο, όπου βρίσκεται και ο θάλαμος ελέγχου του τηλεσκοπίου (control room), και ένα μικρό διαμέρισμα για χρήση από τους παρατηρητές και διαμονή ξένων επιστημονικών συνεργατών του Τμήματος Φυσικής. Η εγκατάσταση του τηλεσκοπίου έγινε τον Απρίλιο του 1999 από την κατασκευάστρια εταιρεία DFM ENGINEERING, INC. USA.



*Εικ.2.1&2.2 Ο θόλος του Γεροσταθοπούλειου πανεπιστημιακού αστεροσκοπείου και το τηλεσκόπιο που χρησιμοποιούμε στις παρατηρήσεις μας*

## 2.2.2 Τεχνικά χαρακτηριστικά του τηλεσκοπίου

### ΟΠΤΙΚΑ ΧΑΡΑΚΤΗΡΙΣΤΙΚΑ

- Κατοπτρικό τηλεσκόπιο τύπου Cassegrain (CCT-16, DFM ENGINEERING, INC, USA).
- Πρωτεύον κάτοπτρο διαμέτρου 40cm.
- Εστιακός λόγος για το πρωτεύον κάτοπτρο F/3.
- Ο ενεργός εστιακός λόγος του τηλεσκοπίου είναι F/8. Το πρωτεύον και δευτερεύον κάτοπτρο είναι κατασκευασμένα από pyrex και έχουν επαλουμινωθεί και προστατευθεί με στρώμα μονοξειδίου του πυριτίου.
- Η θέση του εστιακού επιπέδου βρίσκεται μεταξύ 0 και 20 cm από την επιφάνεια προσαρμογής του οργάνου παρατήρησης.
- Η εστίαση μπορεί να γίνει είτε από το χειριστήριο είτε από το σύστημα ελέγχου (control system).
- Το τηλεσκόπιο μπορεί να λειτουργεί σε θερμοκρασία μέχρι  $-40^{\circ}$  C.
- Υπάρχουν 2 ταχύτητες για εστίαση.
- Παράλληλα στο τηλεσκόπιο είναι στερεωμένος ένας ερευνητής 9 x 60.

### ΣΤΗΡΙΞΗ ΤΟΥ ΤΗΛΕΣΚΟΠΙΟΥ

- Η στήριξη του τηλεσκοπίου είναι ισημερινού διχαλωτού τύπου.
- Η κίνηση κατ' ορθή αναφορά και απόκλιση γίνεται με τη βοήθεια servo- motors.
- Η κατασκευή είναι από χάλυβα και αλουμίνιο για μεγάλη αντοχή
- Η ακρίβεια οδήγησης του τηλεσκοπίου είναι:  $\pm 2''$  σε 2 λεπτά, ή  $\pm 20''$  για 1 ώρα.
- Η ακρίβεια σκόπευσης είναι καλύτερη από 1" RMS.
- Η λειτουργία του τηλεσκοπίου παράγει πολύ μικρή θερμότητα και έτσι δεν επηρεάζει τα είδωλα.
- Υψηλοί ρυθμοί επιτάχυνσης ή επιβράδυνσης βοηθούν στην ταχεία σκόπευση.
- Οι ρυθμοί οδήγησης κυμαίνονται από  $0^{\circ}$  -  $4^{\circ}$  /sec
- Ειδική βάση επιτρέπει μικροκινήσεις (μικροδιορθώσεις) για τον προσανατολισμό του τηλεσκοπίου προς το Βόρειο Πόλο.

- Βοηθητικά όργανα παρατήρησης βάρους μέχρι 20 Kg μπορούν να προσαρμοστούν στο τηλεσκόπιο.

### **ΣΥΣΤΗΜΑ ΕΛΕΓΧΟΥ**

- Υπάρχει σύστημα ελέγχου του τηλεσκοπίου από απόσταση. Το σύστημα ελέγχου του τηλεσκοπίου TCS (Telescope Control System) είναι φιλικό προς τον χρήστη και με τη βοήθεια ενός Η/Υ(PC) μπορούμε να έχουμε συνεχή ενημέρωση για την κατάσταση του τηλεσκοπίου και δυνατότητα επιλογών.
- Υπάρχει αυτόματη διόρθωση στις συντεταγμένες ενός αστέρα για μετάπτωση, κλόνηση, αποπλάνηση φωτός, ατμοσφαιρική διάθλαση και πιθανά λάθη στην ευθυγράμμιση του τηλεσκοπίου.
- Τα ηλεκτρονικά του συστήματος ελέγχου μπορούν να τοποθετηθούν σε απόσταση μέχρι 50 m.
- Το λειτουργικό σύστημα που χρησιμοποιείται είναι DOS 6.0.
- Ο πλήρης έλεγχος του τηλεσκοπίου γίνεται με μόνο 28 εντολές.
- Υπάρχει ενσωματωμένη βιβλιοθήκη αστρονομικών αντικειμένων.
- Μπορούν να χρησιμοποιηθούν συστήματα αυτο-οδήγησης, διαθέσιμα στην αγορά.
- Υπάρχει σύστημα αυτοπροστασίας του συστήματος μέσω Η/Υ για τη μη υπέρβαση ορισμένων ορίων.
- Χειρισμός για οδήγηση, εστίαση και κίνηση του θόλου γίνονται από ειδικό φορητό χειριστήριο.
- Υπάρχει σύστημα αυτόματης κίνησης του θόλου για να ακολουθεί το τηλεσκόπιο.
- Έλεγχος της κίνησης του θόλου με τη βοήθεια ειδικού μοτέρ.

### **ΒΟΗΘΗΤΙΚΑ ΟΡΓΑΝΑ**

- Φωτόμετρο καταμέτρησης παλμών τύπου SPP.
- ST-8 CCD κάμερα (SBIG) με ειδικά φίλτρα UBVR I για αστρική φωτομετρία.
- Ειδικά φίλτρα για ηλιακές παρατηρήσεις.

## 2.3 CCD κάμερα

### 2.3.1 Εισαγωγή

Όπως γνωρίζουμε τα τηλεσκόπια χρησιμοποιούνται ως συλλέκτες φωτός, ενώ αρχικά τον ρόλο του ανιχνευτή της ακτινοβολίας τον έπαιζε το ανθρώπινο μάτι. Όμως οι αστρονόμοι ήθελαν οι παρατηρήσεις να έχουν αντικειμενικότητα και γι' αυτό αναζήτησαν ένα νέο μέσο καταγραφής και αποθήκευσης της πληροφορίας. Στα τέλη του 19<sup>ου</sup> αι. το φωτογραφικό φιλμ αποτέλεσε το ιδανικό αυτό μέσο, διότι καταγράφονταν και αποθηκεύονταν οι πληροφορίες, κι έτσι μπορούσαν να συγκρίνουν το ίδιο αντικείμενο σε διαφορετικές χρονικές στιγμές.

Στις αρχές του 20<sup>ου</sup> αιώνα ο *Albert Einstein* δημοσίευσε μια εργασία με θέμα το *φωτοηλεκτρικό φαινόμενο* για την οποία και τιμήθηκε με το βραβείο Νόμπελ. Αυτή η ανακάλυψη είχε μεγάλη σημασία για την αστρονομία και αρκετά χρόνια αργότερα, την δεκαετία του 1960, στα *Bell Telephone Laboratories, USA*, στην προσπάθεια να κατασκευαστεί ένα νέου τύπου μνήμης τσιπ για H/Y, ανακαλύφθηκε ο καλύτερος ανιχνευτής ακτινοβολίας για την αστρονομία και όχι μόνο, το γνωστό σε όλους πλέον CCD.

Το CCD είναι τα αρχικά των λέξεων *Charge Coupled Devices*, που στα ελληνικά σημαίνει *στοιχεία συζευγμένου φορτίου*. Αποτελεί τον ιδανικότερο ανιχνευτή ακτινοβολίας καθώς καλύπτει ένα μεγάλο μέρος του φάσματος, από τις ακτίνες X έως το κοντινό υπέρυθρο. Η ικανότητά του να καταγράφει σχεδόν όλη την ακτινοβολία που δέχεται, αποτέλεσε το σημαντικότερο κριτήριο για την αντικατάσταση του φωτογραφικού φιλμ ως ανιχνευτή.

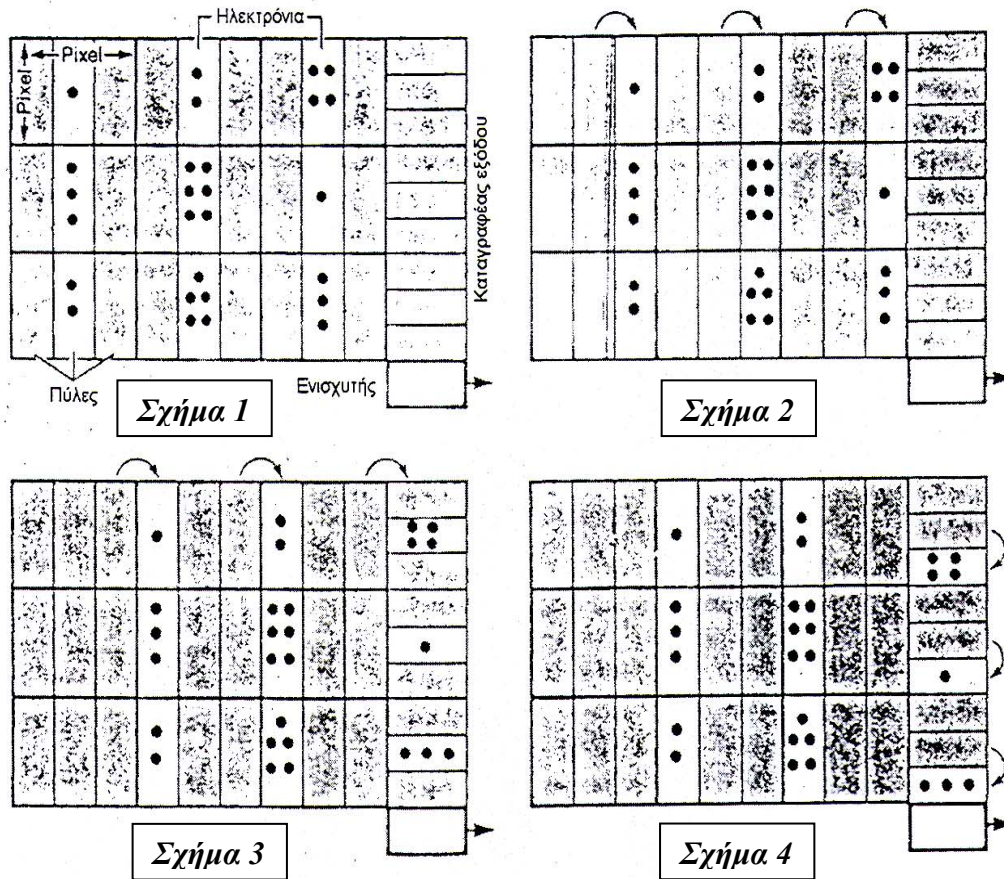
Όπως όλα τα όργανα, έτσι και οι CCD κάμερες έχουν τα πλεονεκτήματα και τα μειονεκτήματά τους, τα οποία αναφέρονται σε επόμενη παράγραφο, σε σχέση με άλλες μεθόδους ανίχνευσης ακτινοβολίας. Παρ' όλο όμως τα μειονεκτήματά τους, αποτελούν την αιχμή του δόρατος στην ανίχνευση της ακτινοβολίας σε όλα τα σύγχρονα παρατηρητήρια του πλανήτη.

### 2.3.2 Αρχή λειτουργίας του CCD

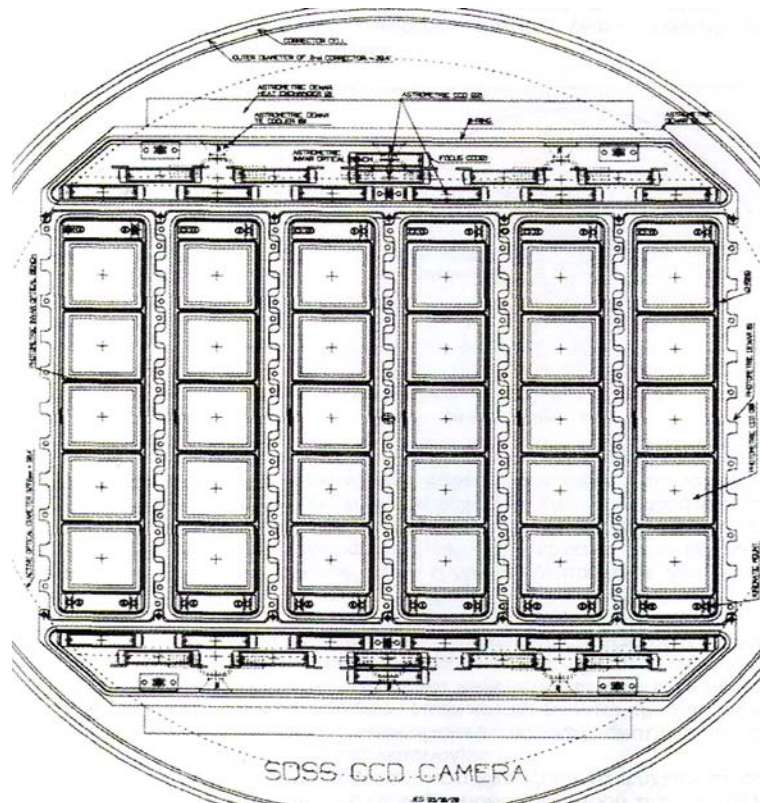
Το τσιπ του CCD αποτελείται από μικρούς ισεμβαδικούς στοιχειώδεις ανιχνευτές ακτινοβολίας, τα λεγόμενα *pixels*. Σύμφωνα με το φωτοηλεκτρικό φαινόμενο, όταν φωτόνια προσπίπτουν σε μέταλλα, προσδίδουν ενέργεια στα ηλεκτρόνιά τους που συγκρατούνται ασθενέστατα από τα άτομα τους. Ως αποτέλεσμα έχουμε την απελευθέρωση των ηλεκτρονίων από τα άτομα και την κίνηση τους πάνω στο μέταλλο. Συγκεκριμένα όλη η ενέργεια του προσπίπτοντος φωτονίου μετατρέπεται σε έργο εξαγωγής του ηλεκτρονίου (σπάσιμο των δεσμών των ηλεκτρονίων) από το άτομο και σε κινητική ενέργεια αυτού σύμφωνα με την παρακάτω σχέση :

$$E_{\text{φωτονίου}} = h\nu = W_{\text{εξαγωγής}} + E_{\text{κιν e}}$$

Τα φωτόνια προσπίπτουν στα pixels, αυτά απελευθερώνουν φωτοηλεκτρόνια και συλλέγονται στις πλησιέστερες πύλες, οι οποίες είναι διακριτές περιοχές που ορίζονται από ένα πλέγμα ηλεκτροδίων πάνω στην επιφάνεια του τσιπ. Το κάθε pixel διαιρείται σε τρεις πύλες, εκ των οποίων η μία επιτρέπεται να αλλάζει τάση. Κατά την διάρκεια της έκθεσης η μεσαία πύλη είναι «ON» ενώ οι άλλες δύο «OFF» (σχήμα 1). Μετά το τέλος της έκθεσης, μέσω της αλλαγής της τάσης τα ηλεκτρόνια μεταφέρονται σε διπλανή πύλη με συστηματικό τρόπο, έτσι ώστε να κινούνται οριζόντια από το ένα pixel στο άλλο, έως ότου φθάσουν με διαδοχικά βήματα στην τελευταία πύλη της σειράς που ανήκουν τα pixel (σχήμα 2). Στο άκρο κάθε οριζόντιας γραμμής υπάρχει μια άλλη διάταξη από pixels, τα οποία μεταφέρουν, με τον ίδιο τρόπο όπως και πριν τα ηλεκτρόνια, αλλά αυτή την φορά κάθετα (σχήμα 3). Αυτά τα pixels ονομάζονται *καταγραφείς φορτίου* και ολόκληρη η παράπλευρη διάταξη των pixels, *καταγραφείας εξόδου*. Εν συνεχεία ένα-ένα τα φορτία από τους καταγραφείς μεταφέρονται στον τελικό καταμετρητή φορτίων και μέσω του ενισχυτή καταλήγουν, σαν καταγεγραμμένη εικόνα πλέον, στην οθόνη του υπολογιστή (σχήμα 4).



Εικ.2.3 Οι παραπάνω εικόνες απεικονίζουν την κυκλοφορία των ηλεκτρονίων, από την απελευθέρωσή τους από τα pixels έως ότου καταγραφούν σαν ολοκληρωμένη εικόνα στον Η/Υ



Εικ.2.4 Μωσαϊκό CCD με 30 επιμέρους chip



### 2.3.3 Παράμετροι ανιχνευτών ακτινοβολίας

Οι ανιχνευτές ακτινοβολίας χαρακτηρίζονται από κάποιες παραμέτρους, οι οποίες τους χαρακτηρίζουν, και φυσικά αποτελούν κριτήριο για την χρησιμότητά τους. Κάθε ανιχνευτής έχει την «προσωπικότητά» του, και ανάλογα τον τύπο της παρατήρησης που επιθυμούμε να κάνουμε, κρίνουμε βάση αυτών των παραμέτρων προτού επιλέξουμε τον κατάλληλο. Οι παράμετροι είναι οι εξής :

- **Φασματική ευαισθησία :** Είναι η απόκριση του ανιχνευτή σε διάφορα μήκη κύματος
- **Κβαντική απόδοση Q:** Είναι ο λόγος των φωτονίων  $N$  που τελικά καταγράφονται από τον ανιχνευτή προς το πλήθος των προσπιπτόντων φωτονίων  $N'$   $Q = \frac{N}{N'}$
- **Θόρυβος :** Είναι επιπλέον ηλεκτρόνια που καταγράφει ο ανιχνευτής λόγω θερμοϊονικής τάσης των ηλεκτρονικών συστημάτων του και προστίθενται στο τελικό αποτέλεσμα.
- **Ανιχνευτική κβαντική απόδοση  $Q_D$  :** Είναι ο λόγος της πληροφορίας του σήματος εξόδου προς την πληροφορία του σήματος εισόδου. Ο μαθηματικός ορισμός της είναι ο εξής :

$$Q_D = \frac{\left(\frac{S}{N}\right)_{OUT}^2}{\left(\frac{S}{N}\right)_{IN}^2}, \text{ όπου } S \text{ η ισχύς της ακτινοβολίας και } N \text{ η ισχύς του θορύβου}$$

- **Γραμμικότητα απόκρισης (συνάρτηση μεταφοράς) :** Είναι η αναλογία των σημάτων εισόδου και εξόδου.
- **Πολλαπλότητα :** Είναι ο αριθμός των στοιχειωδών ανιχνευτών που διαθέτει ο ανιχνευτής.
- **Χωρητικότητα αποθήκευσης της πληροφορίας :** Είναι η ικανότητα αποθήκευσης της πληροφορίας, το μέγιστο μέγεθος πληροφορίας που μπορεί να αποθηκευτεί και ο χρόνος που απαιτείται από τον ανιχνευτή για να αποθηκεύσει αυτή την πληροφορία.
- **Δυναμική περιοχή :** Είναι η περιοχή της έντασης της ακτινοβολίας  $I_\lambda$  που μπορεί να ανιχνεύσει το σύστημα.
- **Γραμμική διακριτική ικανότητα :** Είναι το μέγεθος των στοιχειωδών ανιχνευτών του συστήματος κι εκφράζει την ελάχιστη χωρική απόσταση μεταξύ δύο ταυτόχρονα προσπιπτόντων κατανομών φωτονίων (πληροφορία) στην οποία ο ανιχνευτής μπορεί να διακρίνει και τις δύο .
- **Χρόνος απόκρισης :** Είναι ο χρόνος ο οποίος απαιτείται για να αντιδράσει ο ανιχνευτής σε διαδοχικές μεταβολές της έντασης της ακτινοβολίας.
- **Λειτουργικότητα :** Εκφράζει το πόσο εύχρηστος είναι ο ανιχνευτής στη συλλογή και αποθήκευση της πληροφορίας.

### 2.3.4 Πλεονεκτήματα και μειονεκτήματα του CCD

Τα σημαντικότερα πλεονεκτήματα του CCD είναι τα παρακάτω :

**i) Μεγάλη διακριτική ικανότητα :** Η διακριτική ικανότητα του CCD εξαρτάται αυστηρά από τον αριθμό των στοιχειωδών ανιχνευτών που διαθέτει. Όσο μεγαλύτερο είναι το πλήθος των pixels, τόσο μεγαλύτερη είναι και η ανάλυση της πληροφορίας που καταγράφουμε.

**ii) Μεγάλη κβαντική απόδοση :** Η κβαντική απόδοση του CCD είναι περίπου 90%, και ίσως αποτελεί την σημαντικότερη από τις παραμέτρους. Είναι εξαιρετικά ανώτερο συγκριτικά με άλλους φωτοανιχνευτές στο υπέρυθρο μέρος του Η/Μ φάσματος, ενώ υστερεί στο υπεριώδες σε σχέση με τις φωτοηλεκτρονικές διατάξεις εικόνας.

**iii) Ευρεία φασματική περιοχή απόκρισης :** Η φασματική ευαισθησία του CCD εκτείνεται από 2.000 Å έως 12.000 Å.

**iv) Χαμηλός ηλεκτρονικός θόρυβος**

**v) Μεγάλη δυναμική περιοχή :** Της τάξης των  $10^5$  counts

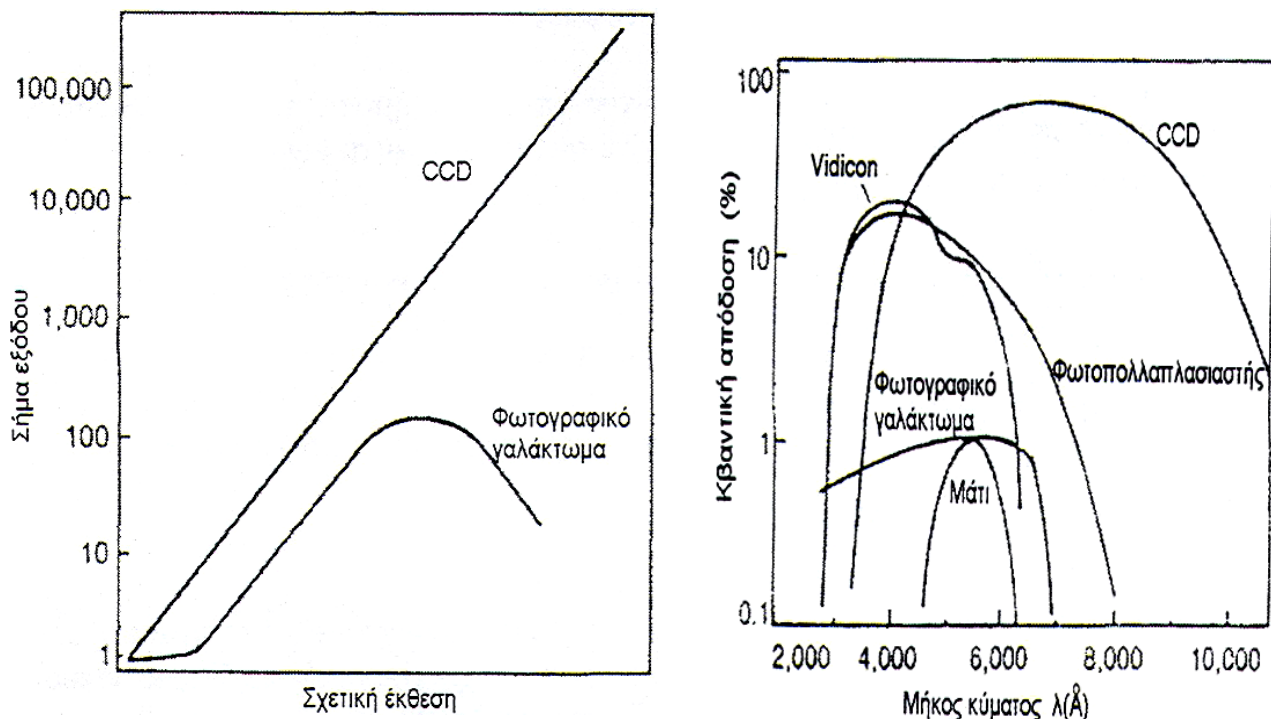
**vi) Υψηλή φωτομετρική ακρίβεια**

**vii) Γραμμικότητα απόκρισης**

Τα μειονεκτήματα του CCD είναι τα εξής :

**i) Τεχνική μείωσης θορύβου :** Αποτελεί βασικό μειονέκτημα των CCD διότι απαιτείται ισχυρή ψύξη έως και  $-100\text{ }^{\circ}\text{C}$  έτσι ώστε να μειωθεί ο θερμικός θόρυβος, κάτι που δεν είναι πάντα εφικτό.

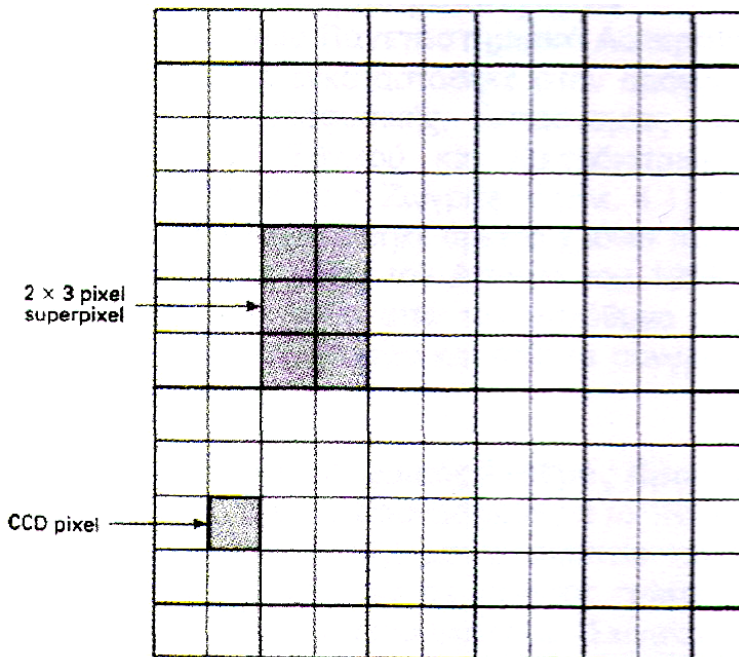
**ii) Όγκος δεδομένων και χρήση Η/Υ:** Αμελητέο μειονέκτημα των CCD, αφού πλέον η τεχνολογία έχει εξελιχθεί αρκετά και μας παρέχει σκληρούς δίσκους πολύ μεγάλης χωρητικότητας. Όμως η απαραίτητη σύνδεση του CCD με Η/Υ μπορεί να θεωρηθεί ίσως μειονέκτημα, διότι δεν αποτελεί ανεξάρτητο ανιχνευτή, όπως η φωτογραφική πλάκα. Όμως και αυτό αυτοαναιρείται διότι μέσω του Η/Υ επεξεργαζόμαστε τις εικόνες και έχουμε πολύ καλύτερα αποτελέσματα.



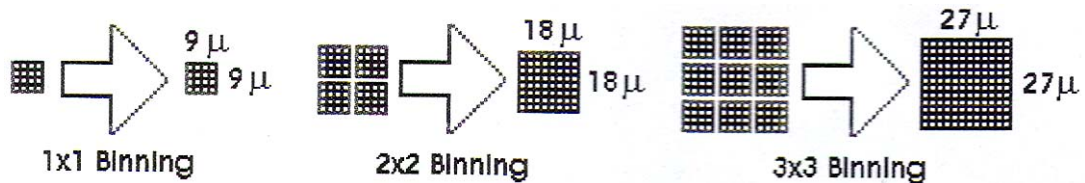
Σχ.2.1 & 2.2 Στα παραπάνω διαγράμματα φαίνεται η γραμμικότητα της απόκρισης του CCD (αριστερά) και η σύγκρισή του με άλλους φωτοανιχνευτές (δεξιά)

### 2.3.5 Συγχώνευση ψηφίων

Η μέθοδος της συγχώνευσης των pixels, αποτελεί μια ειδική τεχνική που χρησιμοποιείται προκειμένου να έχουμε καλύτερα αποτελέσματα.



Ενοποιούμε ένα πλήθος από pixels φτιάχνοντας ένα μεγαλύτερο το οποίο καλείται superpixel. Ουσιαστικά τα φωτόνια που έπεσαν στα επιμέρους pixels τώρα πέφτουν στο μεγαλύτερο (διπλανό και παρακάτω σχήμα), αυξάνοντας έτσι τον λόγο σήματος προς θόρυβο. Με αυτή την τεχνική μειώνουμε την διακριτική ικανότητα του CCD και φυσικά την ανάλυση της πληροφορίας, και την χρησιμοποιούμε ευρέως στην αστρική φωτομετρία, διότι μας ενδιαφέρει μόνο η ροή της ακτινοβολίας και όχι η λεπτομέρεια της πληροφορίας όπως λόγω χάρη για πλανητική φωτογράφιση.



Εικ.2.5 Τεχνική της συγχώνευσης ψηφίων

### 2.3.6 Πηγές θορύβου

#### 2.3.6.1 Ο λόγος σήματος προς θόρυβο

Παρόλα τα πλεονεκτήματα του CCD που το έχουν καθιερώσει ως βασικό ανιχνευτή φωτός για τις αστρονομικές παρατηρήσεις, υπάρχει και ο παράγοντας θόρυβος που υπεισέρχεται στις φωτογραφίες. Όμως με την κατάλληλη επεξεργασία της εικόνας, όπως θα δούμε, ο θόρυβος σχεδόν εξαλείφεται και το αποτέλεσμα είναι πολύ ικανοποιητικό και επιβεβαιώνει πλήρως την προτίμησή μας για το CCD.

Όπως προαναφέραμε το CCD εν γένει έχει κβαντική απόδοση της τάξης του 90%, και πολύ μεγάλη γραμμικότητα απόκρισης. Σημαντικός παράγοντας είναι και ο λόγος σήματος προς θόρυβο

$\frac{S}{N}$  (όπου S τα φωτοηλεκτρόνια, και N τα ηλεκτρόνια που δημιουργήθηκαν λόγω θορύβου) που

καθορίζει την ποιότητα του αποτελέσματός μας. Τα ηλεκτρόνια που τελικά καταγράφονται, προέρχονται κατά ένα μεγάλο μέρος από τα προσπίπτοντα φωτόνια στα pixels, και τα υπόλοιπα προέρχονται από τις πηγές θορύβου, οι οποίες αναφέρονται στις παρακάτω παραγράφους, όπως και ο τρόπος με τον οποίο απαλλασσόμαστε από αυτές.

### 2.3.6.2 Θόρυβος αποφόρτισης

Όπως περιγράψαμε στην αρχή λειτουργίας του CCD για να καταγραφούν τα φωτοηλεκτρόνια διαγράφουν αρχικά μια οριζόντια πορεία στα διαδοχικά pixels έως ότου φθάσουν στον καταγραφέα εξόδου. Όμως κατά την διάρκεια της έκθεσης παράγονται επιπλέον ηλεκτρόνια σε κάθε φωτοδίοδο, τα οποία «συνταξιδεύουν» με τα φωτοηλεκτρόνια προς τους καταγραφείς, και παράγουν τον λεγόμενο *θόρυβο αποφόρτισης*. Επιπλέον υπάρχουν και απώλειες ηλεκτρονίων κατά την μεταφορά τους σε διπλανό pixel.

Αυτός ο θόρυβος που δημιουργείται από τα επιπλέον ηλεκτρόνια, καθώς και η απώλεια των ηλεκτρονίων (φωτοηλεκτρονίων και θορύβου) κατά την μεταφορά τους, αποτελεί κριτήριο για την χρήση ή αγορά ενός CCD. Χαρακτηριστικά αναφέρουμε ότι μία καλή αστρονομική CCD κάμερα έχει θόρυβο αποφόρτισης περίπου 2-3 ηλεκτρόνια ανά pixel.

### 2.3.6.3 Θερμικός θόρυβος

Από την φυσική στερεάς κατάστασης γνωρίζουμε ότι σε μία δίοδο p-n δημιουργείται στην τομή των περιοχών **p** (οπές) και **n** (ηλεκτρόνια) η *περιοχή απογύμνωσης*. Όταν ο αριθμός των φορτίων κάποιας περιοχής υπερέχει έναντι της άλλης τότε επικρατεί το φαινόμενο της *διάχυσης* των φορέων πλειονότητας στην αντίθετου τύπου περιοχή ενώ συνολικά η δίοδος είναι ουδέτερα φορτισμένη. Η διάχυση οπών ή ηλεκτρονίων στην αντίθετου τύπου περιοχή, συνιστά κίνηση φορτίων και κατ' επέκταση ηλεκτρικό *ρεύμα διάχυσης*  $i_d$ . Εντός της περιοχής απογύμνωσης σχηματίζονται δύο αντίθετα φορτισμένες περιοχές. Η θετικά φορτισμένη περιοχή βρίσκεται προς το μέρος της n-περιοχής και η αρνητικά φορτισμένη περιοχή βρίσκεται προς το μέρος της p-περιοχής. Η περιοχή απογύμνωσης είναι ουσιαστικά η περιοχή ισορροπίας των δυνάμεων coulomb, και παρατηρείται και πάλι κίνηση φορτίων, από την θετική υποπεριοχή στην αρνητική και το αντίστροφο, με την ταυτόχρονη εμφάνιση του *ρεύματος κόρου*  $i_s$  έως ότου επέλθει ισορροπία. Για περαιτέρω κίνηση φορτίων από την p στην n περιοχή απαιτείται προσφορά ενέργειας στα φορτία. Η διαφορά δυναμικού μεταξύ των δύο περιοχών ονομάζεται *θερμική τάση* και είναι ευθέως ανάλογη της θερμοκρασίας του χώρου στον οποίο βρίσκεται το CCD. Χαρακτηριστικά αναφέρουμε ότι σε θερμοκρασία δωματίου η θερμική τάση παίρνει την τιμή  $V = 26$  mVolts.

Συμπεραίνουμε λοιπόν ότι οι φωτοδίοδοι του CCD παράγουν ηλεκτρόνια, τα οποία καταγράφονται, λόγω θερμικής τάσης ακόμα και με τον φωτοφράκτη κλειστό. Το ρεύμα που παράγεται λόγω αυτής της τάσης ονομάζεται *ρεύμα σκότους*, ενώ ο θόρυβος που υπεισέρχεται στην φωτογραφία ονομάζεται *θερμικός θόρυβος*.

Για να μειώσουμε όσο το δυνατόν περισσότερο τον θερμικό θόρυβο, ψύχουμε όσο το δυνατόν περισσότερο την κάμερα ώσπου να φτάσουμε το όριο του κατασκευαστή. Η ένταση του ρεύματος σκότους μειώνεται κατά έναν παράγοντα 2 κάθε φορά που η θερμοκρασία μειώνεται κατά  $6^{\circ}\text{C}$ .

Όμως και πάλι ο θερμικός θόρυβος δεν εξαφανίζεται εντελώς και η μόνη λύση που απομένει είναι να αφαιρέσουμε στατιστικά τα ηλεκτρόνια που τον προκαλούν. Οι μονάδες μέτρησης του ρεύματος σκότους είναι ηλεκτρόνια/sec/pixel, και το πλήθος των ηλεκτρονίων που προκαλούν τον

θόρυβο δίνονται από την στατιστική σχέση : 
$$N\left(\frac{e^-}{\text{pixel}}\right) = \sqrt{I\left(\frac{e^-}{\text{sec} * \text{pixel}}\right) * t_{\text{έκθεσης}} (\text{sec})}$$

Στην τελική φωτογραφία, γνωρίζουμε τα ηλεκτρόνια που προήλθαν από κάθε pixel, τα λεγόμενα counts, και αφαιρώντας τον θόρυβο στατιστικά πετυχαίνουμε καλύτερο αποτέλεσμα.

Σε αρκετές περιπτώσεις όμως, όταν η τεχνολογία της κάμερας δεν είναι πολύ προηγμένη και δεν της παρέχει ικανοποιητική ψύξη, τα αποτελέσματα μας «υποφέρουν» έντονα από τον θερμικό θόρυβο, ακόμα και μετά την αφαίρεση του στατιστικού θορύβου. Αυτός είναι και ένας από τους πολλούς λόγους που τα αστεροσκοπεία κατασκευάζονται σε απομονωμένες περιοχές, και σε κορυφές βουνών, διότι εκεί επικρατούν πολύ χαμηλές θερμοκρασίες, και βοηθούν στην καλύτερη ψύξη των ηλεκτρονικών συστημάτων της κάμερας.

#### 2.3.6.4 Θόρυβος φωτονίων από το παρατηρούμενο αντικείμενο

Ο αριθμός των φωτονίων που προσπίπτουν σε κάθε pixel δεν είναι σταθερός σε συνάρτηση με τον χρόνο, αλλά υπόκειται και πάλι σε στατιστικές διακυμάνσεις. Οι πιθανές αιτίες που προκαλούν αυτές τις διακυμάνσεις, είναι η τυχαιότητα με την οποία εκπέμπει ο αστέρας, αλλά και η μεταβολή του μετώπου κύματος μπροστά από το τηλεσκόπιο, στην οποία οφείλεται η διάθλαση ορισμένων φωτονίων με αποτέλεσμα την αυξομείωση της λαμπρότητας του αστέρα που σε καμία περίπτωση δεν πρέπει να συγχέεται με φυσικά αίτια του ίδιου του αστέρα. Οι θόλοι των αστεροσκοπειών, προσδίδουν σε μεγάλο βαθμό σταθερότητα στο μέτωπο κύματος μπροστά από το τηλεσκόπιο, όμως οι κινήσεις των αερίων μαζών της ατμόσφαιρας της γης, μπορούν και πάλι να διαταράξουν το είδωλο του αστέρα.

Παρ' όλα αυτά ο αριθμός των ηλεκτρονίων που προέρχονται από κάθε pixel, κυμαίνεται γύρω από μία μέση τιμή. Ο φωτονικός θόρυβος που υπεισέρχεται στις μετρήσεις μας, συνδέεται με τον αριθμό των ολικών ηλεκτρονίων που καταγράφονται με την εξής στατιστική σχέση :

$$N_{\text{φωτ.θορύβου}} = \sqrt{N_{\text{ΟΛΙΚΟ}}}$$

Άρα γνωρίζοντας τα counts από κάθε pixel, μπορούμε να αφαιρέσουμε και τον φωτονικό θόρυβο.

#### 2.3.6.5 Θόρυβος υποβάθρου

Αυτός ο θόρυβος προέρχεται είτε από την φωτορύπανση από κοντινές, φωτεινές, τεχνητές πηγές που βρίσκονται κοντά στον τόπο παρατήρησης είτε λόγω του σταθερού φωτεινού υποβάθρου του ουρανού από τους αστέρες. Η Σελήνη επίσης αποτελεί μια σημαντική πηγή φωτεινού υποβάθρου του ουρανού και καλό είναι να αποφεύγεται η παρατήρηση στόχων που βρίσκονται κοντά της σε χρονικές περιόδους μεταξύ πρώτου και τελευταίου τετάρτου, διότι σε αυτήν την περίοδο η διάχυση του φωτός της στην ατμόσφαιρα της γης είναι πολύ έντονος. Αποτέλεσμα αυτού του θορύβου είναι η παραπάνω εκπομπή φωτοηλεκτρονίων από τα pixels, λόγω της αύξησης του αριθμού των προσπιπτόντων φωτονίων από εξωτερικές πηγές, και όχι από το παρατηρούμενο αντικείμενο.

Αυτός ο θόρυβος οριοθετεί ουσιαστικά το μέγεθος του αστέρα που μπορούμε να παρατηρήσουμε με το εκάστοτε τηλεσκόπιο, ενώ σε λαμπρά αντικείμενα είναι αμελητέος. Στην περίπτωση παρατήρησης αμυδρών αντικειμένων, πρέπει να λαμβάνεται υπ' όψη και να αφαιρείται από το τελικό αποτέλεσμα.



*Εικ.2.6 Στη διπλανή φωτογραφία παρατηρούμε την επίδραση της Σελήνης στην φωτορύπανση. Αριστερά φαίνεται ο αστερισμός του Ωρίωνα, πάνω από την Σελήνη το ανοικτό σμήνος των Πλειάδων, ενώ είναι εμφανής η «απαγορευμένη» περιοχή παρατήρησης γύρω από τον σεληνιακό δίσκο λόγω του υπερβολικού θορύβου που θα εισάγει στις παρατηρήσεις*

### 2.3.7 Σχηματισμός εικόνας με CCD και επεξεργασία

Σε αυτή την παράγραφο θα παρουσιάσουμε το σημαντικότερο αποτέλεσμα της χρήσης του CCD στην παρατηρησιακή αστρονομία, την εικόνα του αστρικού αντικειμένου, καθώς και την επεξεργασία που υφίσταται προκειμένου να πάρουμε ικανοποιητική και αντικειμενική πληροφορία.

#### 2.3.7.1 Σχηματισμός εικόνας με CCD

Επάνω στα pixels προσπίπτουν φωτόνια με κάποιο χρονικό ρυθμό. Εφόσον γνωρίζουμε εκ κατασκευής του CCD το εμβαδόν του κάθε pixel, μπορούμε να μετρήσουμε το γνωστό αστροφυσικό μέγεθος την ένταση της ακτινοβολίας  $I_v$ . Η συνολική ένταση που μετράμε είναι η  $I(x,y)$ , όπου  $x$  και  $y$  οι διαστάσεις του pixel. Αυτή όμως η ένταση είναι το άθροισμα όλων των θορύβων που υπεισέρχονται από τα ηλεκτρονικά συστήματα του CCD και μας δίνει την μη επεξεργασμένη εικόνα. Η πραγματική ένταση  $i(x,y)$  που προέρχεται από το αντικείμενο που παρατηρούμε, είναι το ζητούμενο μέγεθος και αυτό που θα πρέπει να απεικονίζει η τελική εικόνα. Οι παράμετροι που υπεισέρχονται σαν θόρυβος στην ακατέργαστη εικόνα είναι οι εξής :

- **Bias –  $b(x,y)$**  : Πρόκειται για το φορτίο που προϋπάρχει στη CCD, πριν τη φόρτιση και είναι σταθερό και ανεξάρτητο του χρόνου έκθεσης και της θερμοκρασίας.
- **Dark –  $d(x,y,t,T)$**  : Πρόκειται για τον θερμικό θόρυβο που παράγεται κατά την έκθεση και είναι άμεσα εξαρτημένος από τον χρόνο έκθεσης και την θερμοκρασία.
- **Flat field –  $r(x,y)$**  : Πρόκειται για τον παράγοντα απόκρισης του pixel, είναι σταθερός και ανεξάρτητος του χρόνου έκθεσης και της θερμοκρασίας.

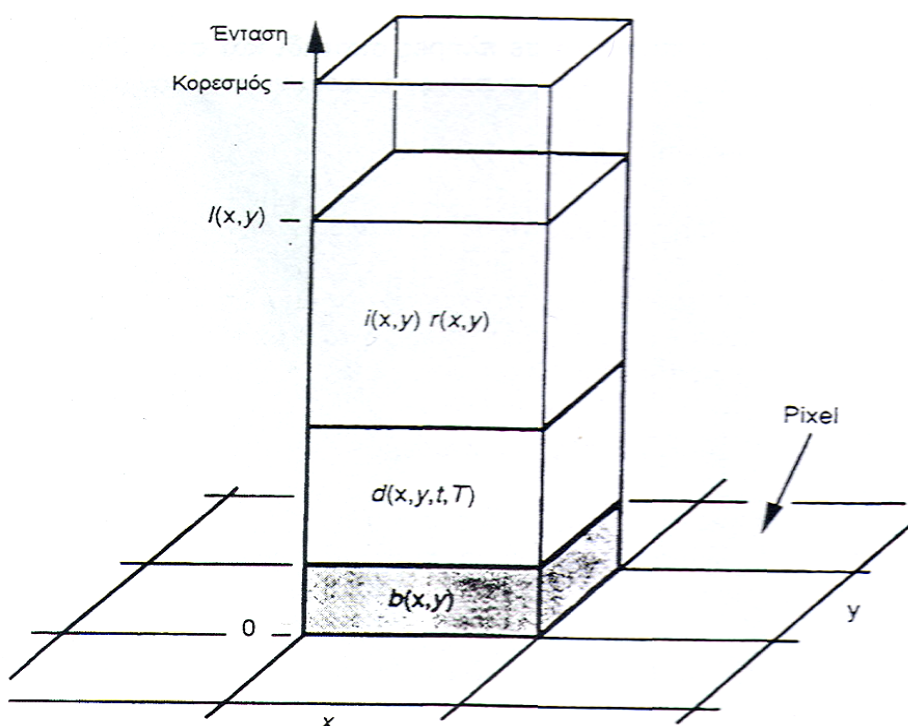
Επομένως μπορούμε να εκφράσουμε την ένταση της ακτινοβολίας συναρτήσει αυτών των παραμέτρων με την παρακάτω σχέση :

$$I(x,y) = b(x,y) + d(x,y,t,T) + i(x,y) * r(x,y)$$

Επιλύοντας ως προς  $i(x,y)$  παίρνουμε την σχέση :

$$i(x,y) = \{I(x,y) - b(x,y) - d(x,y,t,T)\} / r(x,y)$$

που είναι και το ζητούμενο αποτέλεσμα.

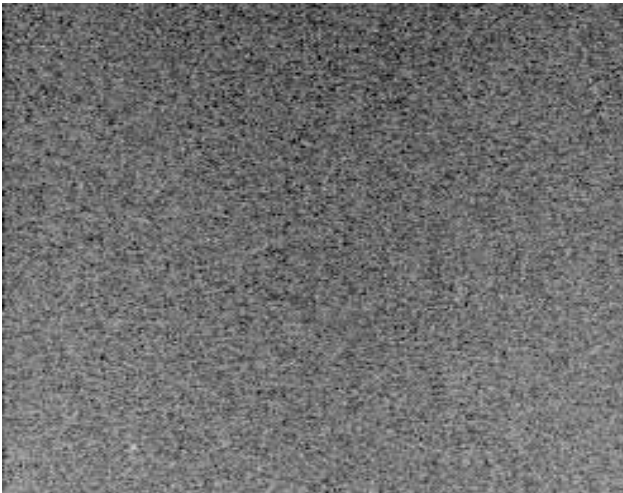


Σχ.2.3 Το διπλανό σχεδιάγραμμα απεικονίζει τις συνιστώσες που σχηματίζουν μια CCD εικόνα

### 2.3.7.2 Επεξεργασία εικόνας

Η επεξεργασία των εικόνων που λαμβάνουμε από την CCD κάμερα, αποτελείται από τρία στάδια. Λαμβάνουμε εικόνες **dark**, **bias** και **flat field**, και εν συνεχεία αφαιρούμε τις δύο πρώτες παραμέτρους από την φωτογραφία, και διαιρούμε όλες τις φωτογραφίες με την τρίτη παράμετρο. Τελικά κρατάμε την φωτογραφία που προκύπτει από την παραπάνω διαδικασία. Αναλυτικότερα τα στάδια παρουσιάζονται στις επόμενες παραγράφους.

#### 2.3.7.2.1 Εικόνα αντιστάθμισης – Bias



Εικ.2.7 Εικόνα Bias

Αυτή η εικόνα (διπλανή εικόνα) λαμβάνεται σε πλήρες σκοτάδι, με πολύ μικρό χρόνο έκθεσης πριν και στο τέλος της παρατήρησης. Για να απαλλαγούμε από τις στατιστικές διακυμάνσεις του φωτός στην τελική εικόνα προσθέτουμε σε κάθε pixel ένα σταθερό φορτίο. Φυσικά στην τελική φωτογραφία αυτό το αντιστάθμισμα θα αφαιρεθεί. Για την εικόνα bias ισχύει :  $I_b(x,y) = b(x,y)$  (1)

Σαν εικόνα Bias στην επεξεργασία παίρνουμε την διάμεσο αρκετών εκθέσεων, για την ελάττωση του θορύβου που υπεισέρχεται κατά την λήψη τους.

#### 2.3.7.2.2 Εικόνα σκότους – Dark image

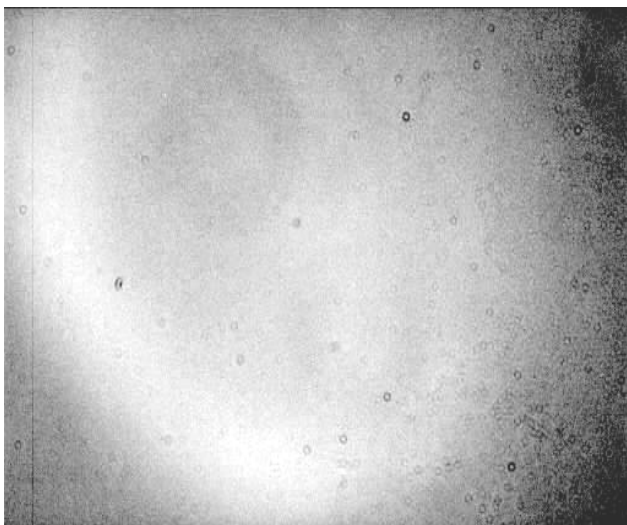


Εικ.2.8 Η παραπάνω εικόνα dark είχε έκθεση 6 sec σε θερμοκρασία  $-7.3^{\circ}C$

Αυτή η εικόνα λαμβάνεται με κλειστό τον φωτοφράκτη της κάμερας, και έχει χρόνο έκθεσης όσο και οι εικόνες που θα επεξεργαστούμε. Η εικόνα αυτή αντιστοιχεί στον θερμικό θόρυβο του CCD και είναι ανάλογη της θερμοκρασίας. Κανονικά μετά από κάθε λήψη εικόνας που θέλουμε να επεξεργαστούμε θα έπρεπε να λαμβάνουμε και την αντίστοιχη Dark εικόνα ώστε να είναι αντιπροσωπευτική του θορύβου του CCD εκείνη την στιγμή. Πρακτικά όμως αυτό δεν γίνεται γιατί χάνεται χρόνος παρατήρησης, οπότε λαμβάνουμε ένα πλήθος εικόνων dark πριν ή μετά την παρατήρηση, με χρόνο έκθεσης ίδιο με αυτόν που λαμβάνουμε τις φωτογραφίες του παρατηρούμενου αντικειμένου για κάθε φίλτρο που χρησιμοποιούμε, και εν συνεχεία, μέσω του προγράμματος βγάζουμε τον μέσο όρο αυτών των εικόνων και εικόνων και προκύπτει μία τελική εικόνα dark,

η οποία και αφαιρείται από όλες τις εικόνες του παρατηρούμενου αντικειμένου. Συνίσταται για χρόνους έκθεσης μικρότερους των 5 sec να μην λαμβάνονται εικόνες dark, ώστε να μην εισάγεται θόρυβος. Για την εικόνα dark ισχύει  $I_d = b(x,y) + d(x,y,t,T)$  (2)

### 2.3.7.2.3 Εικόνα απόκρισης – Flat field



Εικ.2.9 Εικόνα Flat field στο R φίλτρο

Αυτή η εικόνα λαμβάνεται διότι τα pixels στο CCD δεν έχουν όλα την ίδια ευαισθησία και κατ' επέκταση την ίδια απόκριση. Ουσιαστικά κάποια pixels παράγουν περισσότερα φωτοηλεκτρόνια από κάποια άλλα, με αποτέλεσμα η εικόνα να μην έχει ομοιόμορφη λαμπρότητα. Σε αυτή την εικόνα είναι ορατά και τα αποτελέσματα της σκέδασης του φωτός από κόκκους σκόνης στην επιφάνεια των οπτικών του συστήματος (κάτοπτρα τηλεσκοπίου, φίλτρα, φακός της κάμερας), τα οποία αλλοιώνουν την ποιότητα της εικόνας. Επίσης λόγω vignetting, δηλαδή ανομοιόμορφου φωτισμού του πεδίου από έκκεντρο φωτισμό, η λαμπρότητα της εικόνας φθίνει από το κέντρο προς την περιφέρεια.

Η τεχνική με την οποία λαμβάνονται οι εικόνες flat είναι η εξής :

Λαμβάνουμε πλήθος εικόνων flat, με κλειστό τον αστροστάτη του τηλεσκοπίου, έτσι ώστε τα pixels να βρίσκονται ακριβώς στην ίδια θέση κατά την λήψη της εικόνας του ουρανού και της αντίστοιχης εικόνας flat. Για να λάβουμε μια εικόνα flat θα πρέπει να φωτογραφήσουμε μία ομοιόμορφα φωτισμένη επιφάνεια, και ο χρόνος έκθεσης να είναι τέτοιος ώστε αφενός ο θόρυβος αποφόρτισης και ο φωτονικός θόρυβος να είναι αμελητέοι, και αφετέρου κανένα pixel να μην φθάσει στον κόρο. Συνήθως χρησιμοποιούμε χρόνο έκθεσης 2-3 sec, και φθάνουμε περίπου στα 2/3 της δυναμικής περιοχής του CCD. Ο ουρανός κατά το λυκαυγές ή το λυκόφως αποτελεί μία ιδανική ομοιόμορφα φωτισμένη επιφάνεια με την προσοχή πάντα να μην έχουν εμφανιστεί αστέρια. Για τη λήψη εικόνων flat κατά το λυκόφως θα πρέπει η κάμερα να έχει ήδη ψυχθεί από πριν, έτσι ώστε να μην εισαχθεί παραπάνω θερμικός θόρυβος. Εναλλακτική λύση αποτελεί μια τεχνητή ομοιόμορφα φωτισμένη επιφάνεια, που τοποθετείται μπροστά ακριβώς και κάθετα στο τηλεσκόπιο. Προσοχή επίσης απαιτεί η εστίαση του τηλεσκοπίου, αφού πρέπει να χρησιμοποιηθεί η ίδια ακριβώς, με αυτήν κατά την βραδινή παρατήρηση, διότι η διαδρομή που θα ακολουθήσει το φως πρέπει να' ναι ακριβώς η ίδια. Όλη η διαδικασία επαναλαμβάνεται για όλα τα φίλτρα, και η εικόνα που προκύπτει διαιρεί όλες τις εικόνες του παρατηρούμενου αντικειμένου.

Εικόνες flat πρέπει να λαμβάνονται καθημερινά, αλλά αν ο στόχος παρατήρησης δεν αλλάξει, οπότε η εστίαση δεν αλλάζει, μπορούμε να χρησιμοποιήσουμε τις ίδιες εικόνες για μερικές διαδοχικές ημέρες.

Για την εικόνα flat ισχύει σχέση  $I_f = b(x,y) + r(x,y) \times \text{σταθερά}$  (3)

Στην παραπάνω σχέση δεν λαμβάνουμε υπ' όψη την συνιστώσα του θερμικού θορύβου  $d(x,y,t,T)$  διότι θεωρείται αμελητέος.

Το ζητούμενο αποτέλεσμα είναι η ένταση της παρατηρούμενης πηγής  $i(x,y)$ , από την καταγραφόμενη ένταση στον ανιχνευτή  $I(x,y)$ . Η σχέση που μας δίνει αυτή την ένταση είναι η παρακάτω :

$$i(x,y) = \frac{I(x,y) - l_d(x,y)}{l_f(x,y) - l_b(x,y)} \times \text{σταθερά}$$

Η επεξεργασία των εικόνων και το τελικό αποτέλεσμα παρατίθενται στο επόμενο κεφάλαιο.



### 2.3.8 Εφαρμογή του CCD στην αστρική φωτομετρία

Στην αστρική φωτομετρία με CCD κάμερα χρησιμοποιούμε τα φίλτρα ακτινοβολίας του συστήματος **UBVRI Bessell**. Τα γράμματα της προηγούμενης συντομογραφίας είναι τα αρχικά των λέξεων **ULTRAVIOLET-BLUE-VISUAL-RED-INFRARED** τα οποία είναι τα φίλτρα που χρησιμοποιούμε για την λήψη των φωτογραφιών.

Πιν.2.1 Χαρακτηριστικά των φίλτρων που χρησιμοποιούμε στις παρατηρήσεις μας.  
Αναγράφονται οι κωδικοί που χρησιμοποιεί η Γερμανική υαλοουργία Schott

<b>FILTER</b>	<b>ΠΕΡΙΓΡΑΦΗ ΦΙΛΤΡΟΥ (πάχος 5mm)</b>	<b>Μέγιστο απόκρισης</b>	<b>Εύρος (FWHM)</b>
<b>U</b>	1mm + 2mm S8612 + 2mm WG295	3670	660
<b>B</b>	2mm GG385 + 1mm BG1 + 2mm BG39	4360	940
<b>V</b>	2mm GG495 + 3mm BG40	5450	880
<b>R</b>	3mm OG570 + 2mm KG3	6380	1380
<b>I</b>	2mm RG9 + 3 mm WG295	8000	1490

#### 2.3.8.1 Η αστρική φωτομετρία και η σταθερά του μεγέθους

Όπως περιγράψαμε στις προηγούμενες παραγράφους, το CCD έχει την ικανότητα να καταγράφει τον αριθμό προσπιπτόντων φωτονίων ή καλύτερα την ένταση ακτινοβολίας από κάποια φωτεινή πηγή. Ο αριθμός των φωτοηλεκτρονίων που παράγονται από τα pixels είναι ευθέως ανάλογος, μέσω της κβαντικής απόδοσης του CCD, με τον αριθμό φωτονίων που έπεσαν πάνω σ' αυτά. Άρα μπορούμε να μετατρέψουμε την ροή της ακτινοβολίας **F** σε ροή ηλεκτρονίων και να προσδιορίσουμε το φαινόμενο μέγεθος της πηγής που την εξέπεμψε μέσω της μαθηματικής σχέσης του *Pogson* :

$$m = C - 2.5 \log F$$

Όπου η σταθερά **C** ονομάζεται σταθερά «μηδενικού σημείου» και είναι ένας συντελεστής που χρησιμεύει για την προσαρμογή της κλίμακας μεγεθών του CCD στην κλίμακα απολύτων μεγεθών. Η σταθερά **C** υπολογίζεται από έναν μόνο αστέρα γνωστού φαινομένου μεγέθους του πεδίου, και έτσι εύκολα μπορούμε να υπολογίσουμε τα μεγέθη των υπολοίπων αστερών. Στην πραγματικότητα η σταθερά **C** είναι μια μέση τιμή των σταθερών που προκύπτουν από την παραπάνω σχέση, χρησιμοποιώντας όλους τους γνωστούς αστέρες του πεδίου. Είναι ανάλογη της ροής της ακτινοβολίας, και κατ' επέκταση του χρόνου έκθεσης. Για διαφορετικούς χρόνους έκθεσης  $t_1, t_2$  ισχύει η παρακάτω αναλογική σχέση μεταξύ των αντίστοιχων σταθερών  $C_1, C_2$  :

$$C_2 = C_1 - 2.5 \log(t_1/t_2)$$

#### 2.3.8.2 Φωτομετρία εκτεταμένων πηγών

Στη περίπτωση εκτεταμένων πηγών μπορούμε να κάνουμε *φωτομετρία του όλου* και να προσδιορίσουμε το μέγεθος όλης της πηγής, ή *φωτομετρία επιφανείας* όπου μπορούμε να προσδιορίσουμε το μέγεθος ανά μονάδα επιφάνειας.

Τέτοιες τύπου πηγές μπορεί να είναι γαλαξίες, κομήτες, πλανήτες και ο ήλιος, και γενικά οποιαδήποτε φωτεινή πηγή δεν είναι σημειακή.



## ΚΕΦΑΛΑΙΟ 3ο

# ΕΠΕΞΕΡΓΑΣΙΑ ΤΩΝ ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΕΩΝ

Μετά το τέλος των παρατηρήσεων διαθέτουμε πλέον τα δεδομένα στον σκληρό δίσκο του Η/Υ. Η επεξεργασία των παρατηρήσεων ολοκληρώνεται σε έξι στάδια που αναλύονται εκτενώς στις παρακάτω παραγράφους.

### 3.1 Φωτομετρία

Σε αυτό το στάδιο χρησιμοποιούμε το πρόγραμμα **AIP for Windows**. Το πρόγραμμα έχει την δυνατότητα να επεξεργάζεται αστρονομικές φωτογραφίες αφήνοντας ελεύθερη την επιλογή των παραμέτρων επεξεργασίας. Οι παράμετροι είναι οι εξής :

#### i) Διόρθωση της φωτογραφίας από τις εικόνες **flat field**, **dark** και **bias** (calibration of images)

Επιλέγουμε τις εικόνες **Dark** από το αρχείο μας και δηλώνουμε ότι επιθυμούμε να αφαιρέσουμε από όλες τις φωτογραφίες, που θα φωτομετρηθούν, την διάμεσο εικόνα του **Dark**. Ουσιαστικά επιλέγουμε την διάμεσο του **Dark** από μια στατιστική κατανομή, ώστε να είμαστε σίγουροι ότι είναι αντιπροσωπευτική του θορύβου της κάμερας.

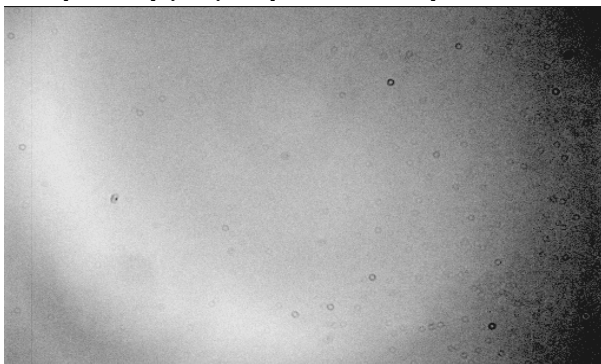
Επιλέγουμε από το αρχείο μας τις εικόνες **Flat field** και δηλώνουμε ότι επιθυμούμε να διαιρέσουμε όλες τις φωτογραφίες, που θα φωτομετρηθούν, με την κανονικοποιημένη εικόνα **flat field**.



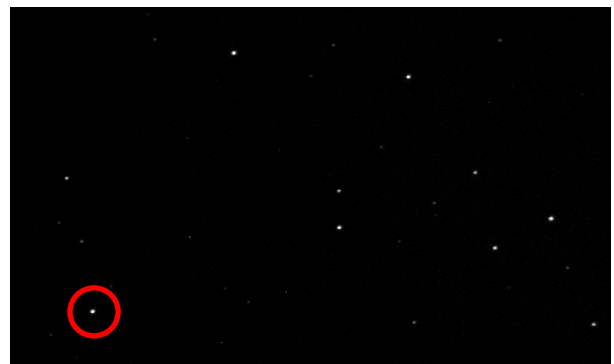
*Μη επεξεργασμένη εικόνα αστρικού πεδίου*



*Εικόνα Dark*



*Εικόνα flat field*



*Επεξεργασμένη εικόνα αστρικού πεδίου*

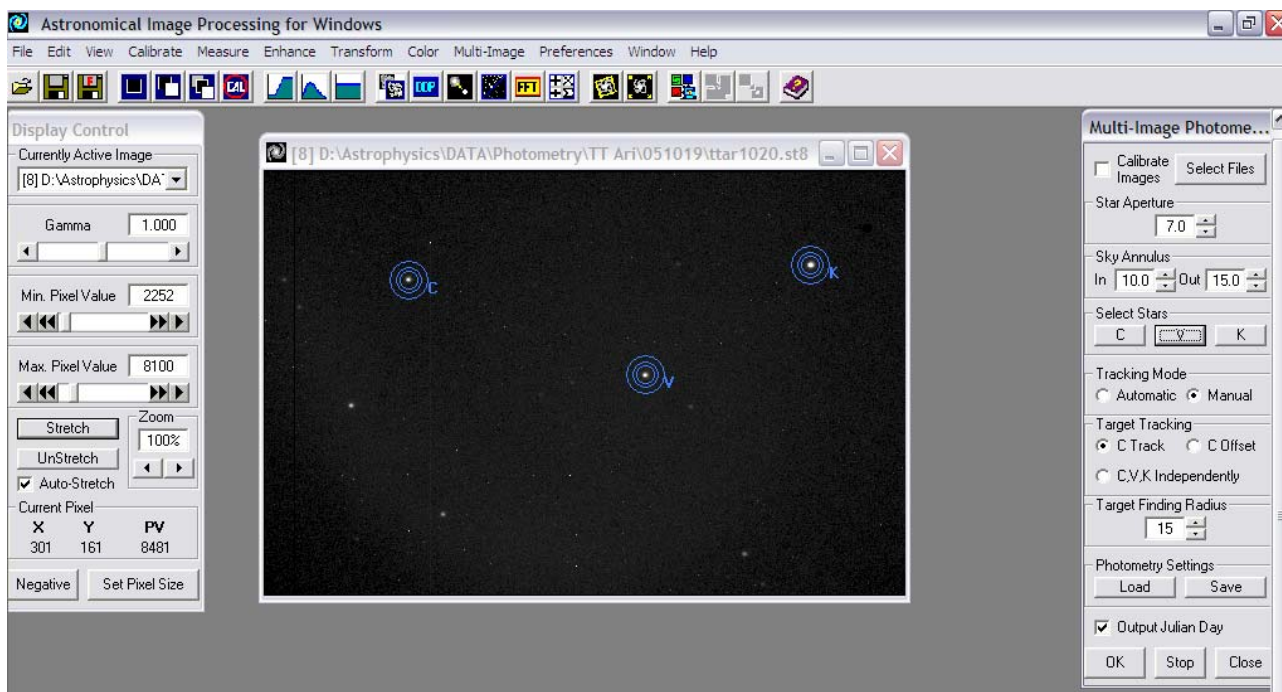
*Εικ.3.1-3.4 Στις παραπάνω εικόνες απεικονίζεται το πεδίο του μεταβλητού αστέρα **RV Psc** (εντός του κόκκινου κύκλου) στο κόκκινο φίλτρο, και μπορούμε να διαπιστώσουμε με ευκολία τις διαφορές μεταξύ αρχικής και τελικής εικόνας*

Όπως αναφέραμε στο κεφάλαιο της CCD φωτομετρίας, από την εικόνα του πεδίου πρέπει να αφαιρεθεί και η εικόνα Bias. Η CCD κάμερα που χρησιμοποιούμε στις παρατηρήσεις μας δεν έχει την δυνατότητα λήψης φωτογραφίας με μηδενικό χρόνο έκθεσης που απαιτείται για να ληφθεί μια εικόνα Bias. Αυτό αντιμετωπίζεται παίρνοντας εικόνες Dark με χρόνο έκθεσης ίσο με αυτόν που λαμβάνονται και οι εικόνες του αστρικού πεδίου. Η εικόνα Dark εμπεριέχει και την εικόνα Bias, και αφού όπως προαναφέραμε η εικόνα Dark αφαιρείται από όλες τις εικόνες του αστρικού πεδίου, με αυτόν τον τρόπο αφαιρούμε και το Bias.

## ii) Επιλογή αστερών και κύκλων

Στην εικόνα του αστρικού πεδίου επιλέγουμε τους αστέρες τους οποίους θέλουμε να φωτομετρήσουμε. Στον κύκλο **V** θέτουμε τον μεταβλητό αστέρα, στον κύκλο **C** τον αστέρα σύγκρισης του οποίου η λαμπρότητα είναι σταθερή και συγκρίνεται με εκείνη του μεταβλητού και στον κύκλο **K** τον αστέρα ελέγχου, ο οποίος χρησιμοποιείται για να ελεγχθεί η σταθερότητα της λαμπρότητας του αστέρα σύγκρισης. Το πρόγραμμα μετράει τα counts σε κάθε φωτογραφία που προήλθαν από τα μετατρεπόμενα φωτόνια των αστερών σε ηλεκτρόνια. Μας ενδιαφέρει οι αστέρες C και K να είναι σταθεροί αστέρες (σταθερή λαμπρότητα) ώστε να δούμε την μεταβολή της λαμπρότητας του V αστέρα. Το πρόγραμμα μετράει σε κάθε εικόνα τις διαφορές μεγέθους V-C και K-C. Η διαφορά K-C ουσιαστικά είναι η επιβεβαίωση ότι ο C αστέρας έχει πράγματι σταθερή λαμπρότητα, οπότε αν και ο K αστέρας είναι σταθερός τότε η διαφορά K-C σε όλες τις φωτογραφίες κυμαίνεται γύρω από μία σταθερή τιμή, και η μορφή της καμπύλης που θα προκύψει είναι ευθεία, ενώ από τη διαφορά V-C προκύπτει η καμπύλη φωτός του παρατηρούμενου αστέρα.

Το εν λόγω πρόγραμμα κάνει φωτομετρία διαφράγματος, και οι επιλογές του κύκλου και των δακτυλίων γίνονται με βάση τα παρακάτω κριτήρια. Επειδή θέλουμε να είμαστε σίγουροι ότι μετράμε το φως του αστέρα και όχι και του υποβάθρου επιλέγουμε τιμές για τις παρακάτω παραμέτρους του προγράμματος.



Εικ.3.5 Η παραπάνω εικόνα είναι από το πρόγραμμα AIP4WIN

Ο πρώτος κύκλος (**star aperture**) πρέπει να περιλαμβάνει ολόκληρο και μόνο τον αστέρα που επιθυμούμε. Ο δεύτερος κύκλος (**sky annulus in**) και ο πρώτος ορίζουν έναν «νεκρό» δακτύλιο γύρω από τον αστέρα. Τα counts που καταγράφονται μέσα σε αυτόν τον δακτύλιο δεν προστίθενται στα counts του αστέρα. Η δυνατότητα που μας δίνει το πρόγραμμα να απομονώσουμε τα counts από

τον προαναφερόμενο δακτύλιο είναι σημαντικότερη διότι μπορεί κοντά στον αστέρα που θέλουμε να φωτομετρήσουμε να υπάρχει και άλλος αστέρας με κίνδυνο να καταμετρώμε φωτόνια και από τα δύο αστέρια, έτσι με αυτόν τον τρόπο κρατούμε μόνο τα counts του αστέρα που μας ενδιαφέρει. Ο τρίτος κύκλος (**sky annulus out**) και ο δεύτερος κύκλος ορίζουν έναν δεύτερο δακτύλιο μέσα στον οποίο και πάλι δεν πρέπει να περιέχονται αστέρες, καθώς τα counts αυτού του δακτυλίου το πρόγραμμα τα αντιλαμβάνεται ως το φωτεινό υπόβαθρο του ουρανού (διάχυτο φως που προέρχεται από κάθε φωτεινή πηγή του ουρανού), και τα αφαιρεί από τα counts του φωτομετρούμενου αστέρα. Δύο άλλες παράμετροι του προγράμματος αφορούν περισσότερο την οδήγηση του τηλεσκοπίου. Με την ρύθμιση **automatic** επιλέγουμε στην πρώτη εικόνα τους αστέρες που επιθυμούμε, και εν συνεχεία το πρόγραμμα συνεχίζει μόνο του, επαναλαμβάνοντας την φωτομετρία σ' όλες τις εικόνες. Όμως κατά την παρατήρηση η οδήγηση του τηλεσκοπίου χρειάζεται πάντα διορθωτικές κινήσεις ώστε το αστρικό πεδίο να μένει σταθερό, και κατά συνέπεια οι αστέρες μπορεί να μετατοπιστούν μέσα στην φωτογραφία. Τότε με την ρύθμιση **manual** μπορούμε να κάνουμε φωτομετρία σε καθεμία εικόνα ξεχωριστά, οπότε λύνουμε το πρόβλημα της μετατόπισης των αστέρων. Ρυθμίζοντας την παράμετρο **Target finding radius** μπορούμε να επιλέξουμε πόσο θα «επιτρέψουμε» στους κύκλους να ακολουθούν τους αστέρες σε ενδεχόμενη μετατόπισή τους μέσα στο πεδίο. Τέλος με την επιλογή **Output Julian Day** μετατρέπεται ο ακριβής χρόνος λήψης της φωτογραφίας από UT σε JD. Όλη η παραπάνω διαδικασία επαναλαμβάνεται σε όλα τα φίλτρα που χρησιμοποιήσαμε. Για το κάθε φίλτρο αντιστοιχούν εικόνες dark και flat field βάση των οποίων γίνονται οι διορθώσεις των αντίστοιχων φωτογραφιών. Κανονικά η dark εικόνα δεν διαφέρει από φίλτρο σε φίλτρο. Όμως εμείς λαμβάνουμε εικόνες dark, για κάθε φίλτρο, χρόνου έκθεσης ίσο με αυτόν που χρησιμοποιούμε για τις εικόνες του αντίστοιχου φίλτρου, από τις οποίες το αφαιρούμε. Τέλος για κάθε ημέρα και για κάθε φίλτρο έχουμε τα δεδομένα σε πίνακες. Τα δεδομένα περιλαμβάνουν για κάθε φωτογραφία, τις διαφορές V-C και K-C σε μονάδες φαινομένου μεγέθους  $m$ , και την **Julian Day**.

### 3.2 Ηλιοκεντρική διόρθωση

Για να έχουμε αντικειμενικότητα στους χρόνους λήψης των φωτογραφιών αλλά και στον υπολογισμό των ελαχίστων (minima), όπως θα δούμε παρακάτω, πρέπει να αφαιρέσουμε τον παράγοντα 'τροχιά της Γης' από τις παρατηρήσεις. Λόγω της περιφοράς της Γης γύρω από τον Ήλιο, και λόγω της πεπερασμένης ταχύτητας του φωτός, παρατηρήσεις που θα απέχουν χρονικά μεταξύ τους θα δίνουν διαφορετικά αποτελέσματα για τον χρόνο των ελαχίστων και της περιόδου του συστήματος. Αναλυτικότερα, αν η Γη βρίσκεται ανάμεσα στην οπτική ευθεία αστέρα και Ήλιου, το φως από τον αστέρα θα διανύσει μικρότερη απόσταση από αυτήν που θα διένυε αν η Γη βρισκόταν στο αντιδιαμετρικό σημείο από το προαναφερόμενο (δηλ. αστέρας-Ήλιος-Γη). Η απόσταση αυτών των δύο ακραίων θέσεων της γης είναι περίπου 300.000.000 km, και βασιζόμενοι ότι η ταχύτητα του φωτός είναι περίπου 300.000 km/sec μεταφράζεται σε χρονική διαφορά περίπου 16 min. Για τον παραπάνω λόγο, θεωρούμε ότι οι παρατηρήσεις γίνονται από τον Ήλιο. Χρησιμοποιώντας την εξίσωση περιφοράς της Γης, και τις συντεταγμένες του αστέρα είμαστε σε θέση κάθε στιγμή να γνωρίζουμε την γωνία που σχηματίζει η οπτική ευθεία Γης - Ήλιου και η οπτική ευθεία Ήλιου - αστέρα. Όπως προαναφέραμε ως μονάδα μέτρησης χρόνου για μεταβλητούς αστέρες έχει επικρατήσει η **Ιουλιανή ημέρα (Julian Day)**, που έχει σαν αρχή μέτρησης την μέση μεσημβρία της 1<sup>ης</sup> Ιανουαρίου του 4713 π.Χ.

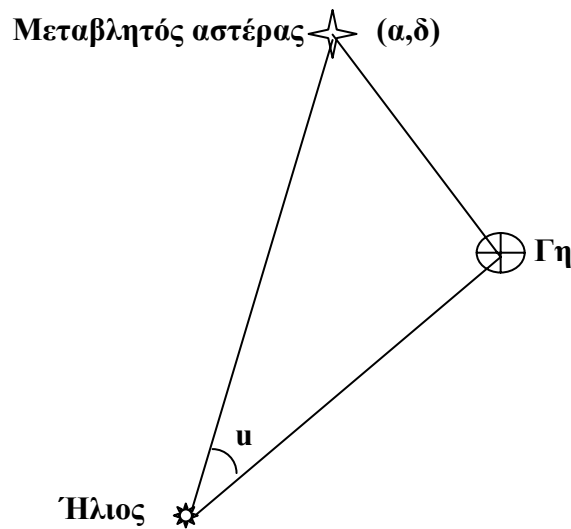
Η αναγωγή του χρόνου σε ηλιοκεντρικό (**Heliocentric Julian Day** → **HJD**) βασίζεται στην παρακάτω μαθηματική σχέση :

$$T_{\odot} = T_{\oplus} - \Delta t$$

Όπου  $T_{\oplus}$  ο ακριβής χρόνος κάποιου ουράνιου φαινομένου που καταγράφεται στη Γη,  $T_{\odot}$  ο ακριβής χρόνος του ίδιου ουράνιου φαινομένου που θα κατέγραφε παρατηρητής που θα βρισκόταν στον Ήλιο και  $\Delta t$  η διαφορά των προαναφερόμενων χρόνων.

Η χρονική διαφορά  $\Delta t$  υπολογίζεται από την σφαιρική γεωμετρία :  $\Delta t = 8.316 \cos u$

Όπου  $u$  η γωνία που σχηματίζει η νοητή ευθεία Γης – Ηλίου με την ευθεία Ηλίου – αστέρα, με αρχή μέτρησης πάνω στην οπτική ευθεία αστέρα – Ηλίου κατά την ανάδρομη φορά.



Σχ.3.1 Το νοητό τρίγωνο μεταβλητού αστέρα-Γης-Ήλιου

Με  $\cos u = \sin \delta \sin l_{\odot} \sin \epsilon + \cos \delta \cos \alpha \cos l_{\odot} + \cos \delta \sin \alpha \sin l_{\odot} \cos \epsilon$ .

Όπου  $(\alpha, \delta)$  οι ουρανογραφικές συντεταγμένες του αστέρα

Όπου  $\epsilon$ , η κλίση του άξονα της Γης ως προς το επίπεδο της τροχιάς της

Όπου  $l_{\odot}$  το ηλιογραφικό μήκος  $\rightarrow l_{\odot} = L + (1.915^{\circ} - 0.0048^{\circ} T) \sin M + 0.020^{\circ} \sin 2M$

Όπου  $T$  ο Ιουλιανός αιώνας  $\rightarrow T = \frac{J.D - 2451545}{36525}$

Όπου  $L$  το ηλιογραφικό μήκος σε εκλειπτικές συντεταγμένες  $\rightarrow L = 280.460^{\circ} + 36000.722^{\circ} T$

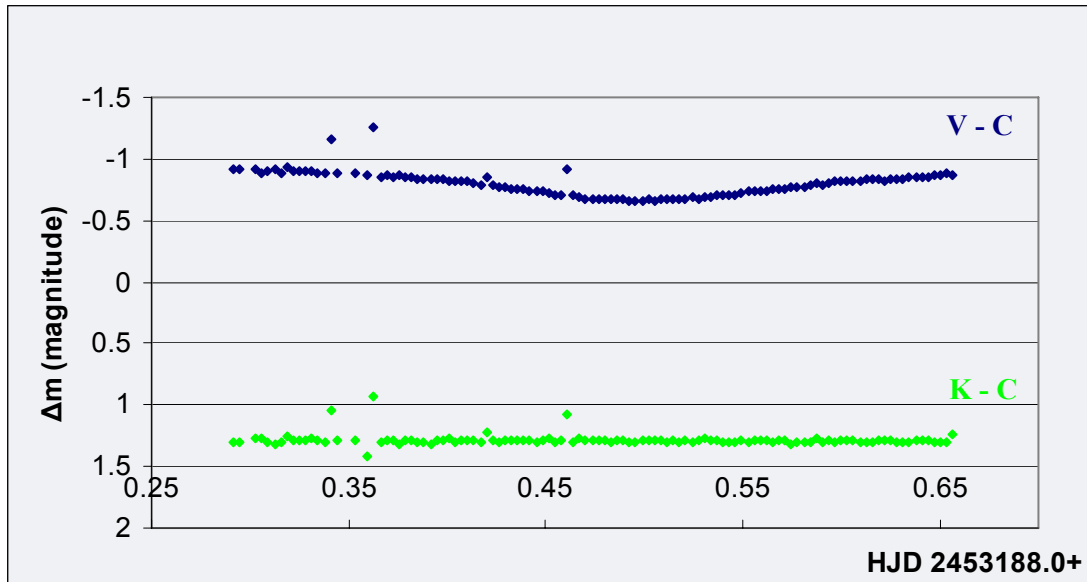
Όπου  $M$  το ηλιογραφικό πλάτος σε εκλειπτικές συντεταγμένες  $\rightarrow M = 357.528^{\circ} + 35999.050^{\circ} T$

Χρησιμοποιώντας το πρόγραμμα **excel**, κάνουμε την μετατροπή του γεωκεντρικού χρόνου **JD** σε ηλιοκεντρικό χρόνο **HJD**.

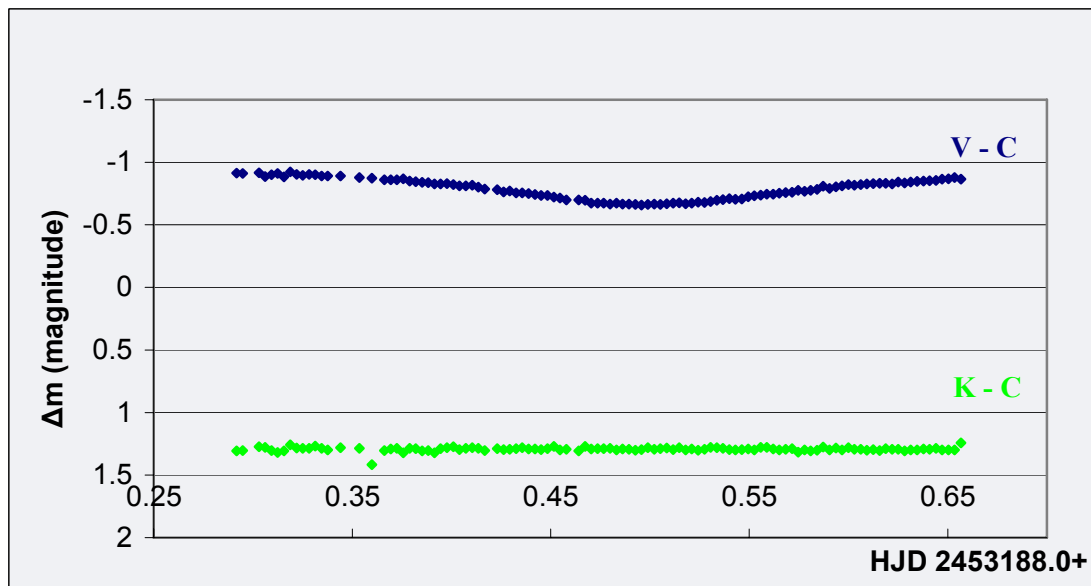
### 3.3 Διαγράμματα V-C, K-C

Σε αυτή τη φάση της επεξεργασίας μπορούμε να φτιάξουμε τα διαγράμματα **V-C = f(HJD)** και **K-C = f(HJD)** και να δούμε την μορφή της μεταβολής της λαμπρότητας του αστέρα συναρτήσει του χρόνου. Λόγω απρόβλεπτων συνθηκών (σύννεφα, κοσμική ακτινοβολία) ενδέχεται κάποιες μετρήσεις να επηρεάστηκαν με αποτέλεσμα κάποια σημεία να «ξεφεύγουν» από τα υπόλοιπα της καμπύλης. Συγκρίνοντας τις καμπύλες και των τεσσάρων φίλτρων (πρέπει και στα τέσσερα η μορφή

της καμπύλης να είναι ίδια) μπορούμε εύκολα να καταλάβουμε ποια σημεία και απο πιο φίλτρο πρέπει να αφαιρεθούν. Η δεύτερη καμπύλη χρησιμοποιείται ως βοηθητική καμπύλη, διότι η μορφή της πρέπει να είναι ευθεία. Οπότε τα σημεία που είναι προφανώς λάθος σε αυτήν μας οδηγούν στο συμπέρασμα ότι και τα αντίστοιχα στην πρώτη είναι λάθος, αφού και οι δύο περιέχουν τον C αστέρα. Επιστρέφουμε στην βάση δεδομένων μας και σβήνουμε τα λάθος σημεία ώστε να μην υπεισέλθουν στους παρακάτω υπολογισμούς.



*Πρωτογενής καμπύλη*



*Επεξεργασμένη καμπύλη*

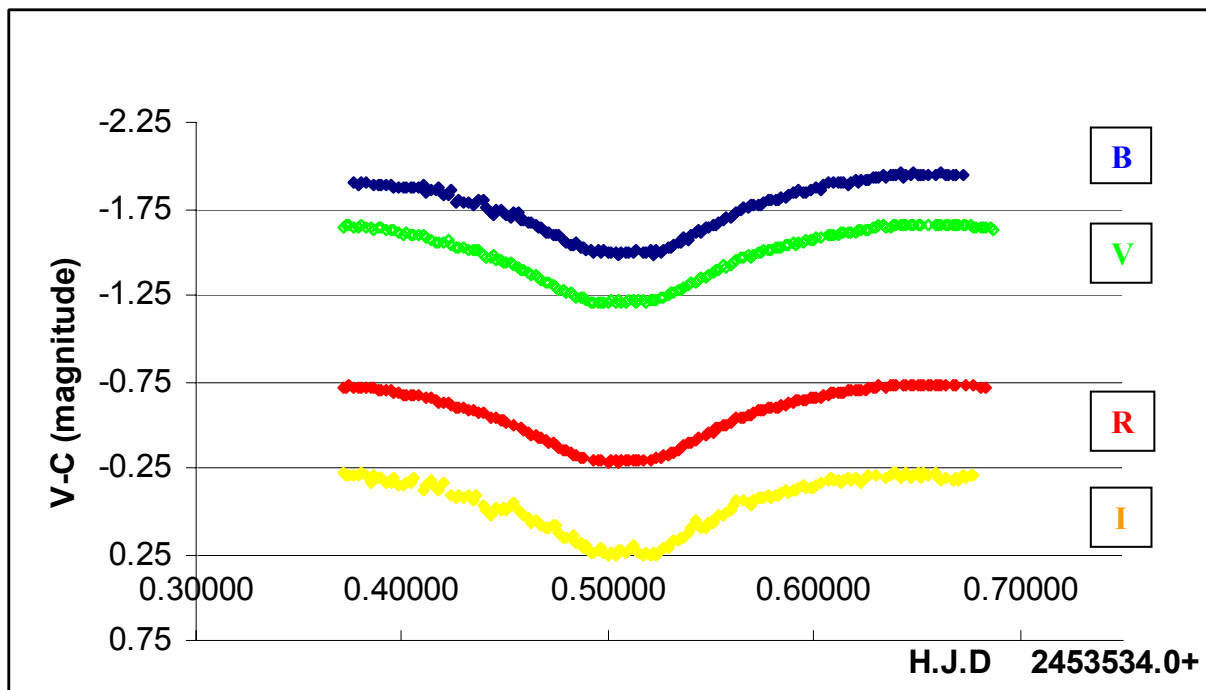
Σχ.3.2 Οι παραπάνω καμπύλες είναι αποτελέσματα της φωτομετρίας του μεταβλητού αστέρα V387 Cyg στο V φίλτρο στις 30 Ιουνίου 2004. Οι παρατηρήσεις έγιναν στον Κοργιαλένιο Αστρονομικό Σταθμό Κρυονερίου από τον Β. Μανιμάνη. Συγκρίνοντας τα παραπάνω διαγράμματα μπορούμε να διακρίνουμε ξεκάθαρα τα σημεία που αποκλίνουν από τα υπόλοιπα της καμπύλης μας.

### 3.4 Υπολογισμός των χρόνων ελαχίστου από τις καμπύλες φωτός (minima)

Συμβαίνει συνήθως κατά την διάρκεια των παρατηρήσεων να έχουμε παρατηρήσει τα ελάχιστα της λαμπρότητας ενός μεταβλητού αστέρα. Συγκεκριμένα στα διπλά συστήματα αστέρων παρατηρούμε το πρωτεύον (βαθύ) και το δευτερεύον ελάχιστο (ρηχό). Το πρωτεύον ελάχιστο παρατηρείται όταν ο θερμότερος αστέρας βρίσκεται πίσω από τον ψυχρότερο, δηλαδή έχουμε έκλειψη του θερμότερου αστέρα. Στην αντίθετη περίπτωση, όταν δηλαδή ο θερμότερος αστέρας βρίσκεται μπροστά από τον ψυχρότερο, έχουμε το δευτερεύον ελάχιστο. Παίρνουμε τα δεδομένα από αυτές τις μέρες για όλα τα φίλτρα που χρησιμοποιήσαμε και με την χρήση της μεθόδου Kwee & Van Woerden βρίσκουμε την ακριβή χρονική στιγμή κατά την οποία είχαμε το ελάχιστο καθώς και το σφάλμα της.

Η εν λόγω μέθοδος υπολογίζει τις κλίσεις ευθύγραμμων τμημάτων (παραγώγους) που ενώνουν δύο διαδοχικά σημεία. Επιλέγουμε όλα τα σημεία εκατέρωθεν του προς υπολογισμό ελαχίστου, και έτσι προκύπτει με ακρίβεια έξι δεκαδικών ψηφίων ο ακριβής χρόνος ελαχίστου και το σφάλμα του.

Επαναλαμβάνουμε την διαδικασία για όλα τα φίλτρα που χρησιμοποιήσαμε. Λόγω του ότι έχουμε χρόνο έκθεσης στην φωτογραφία, οι χρόνοι ελαχίστων που προκύπτουν από την επεξεργασία των δεδομένων για κάθε φίλτρο διαφέρουν ελάχιστα μεταξύ τους. Για να είμαστε ακριβείς και αντικειμενικοί βγάζουμε την μέση τιμή του ελαχίστου από όλα τα φίλτρα καθώς και την μέση τιμή του σφάλματος, και έτσι είμαστε σίγουροι πλέον για τον χρόνο ελαχίστου.



Σχ.3.3 Στο παραπάνω διάγραμμα βλέπουμε ένα πρωτεύον ελάχιστο του μεταβλητού αστέρα *V401 Cyg* στα φίλτρα *BVRI*. Χρησιμοποιώντας την μέθοδο *Kwee & Van Woerden* και βγάζοντας τον μέσο όρο των χρόνων ελαχίστου από τα τέσσερα φίλτρα βρίσκουμε ως χρόνο ελαχίστου τον *HJD 2453534.50824 ± 0.00054*. Οι παρατηρήσεις του εν λόγω αστέρα έγιναν στον Κοργιαλένιο Αστρονομικό Σταθμό Κρυονερίου από τον Κ. Γαζέα στις 12 Ιουνίου 2005.



### 3.5 Διαγράμματα Φάσης (phase diagrams)

Το διάγραμμα φάσης μας δείχνει πως μεταβάλλεται το φως του συστήματος (δηλαδή το V-C) συναρτήσει των θέσεων των αστερών σε σχέση με την οπτική ευθεία παρατήρησης. Η μαθηματική σχέση που χρησιμοποιούμε είναι η εξής :

$$\mathbf{T = T_0 + P E}$$

**T** → Χρόνος παρατήρησης (days)

**T<sub>0</sub>** → Χρόνος πρωτεύοντος ελαχίστου ( MIN I ) (days)

**P** → Περίοδος του συστήματος (days)

**E** → Αριθμός κύκλων (περιφορών)

Από την αστρονομική εφημερίδα του συστήματος μπορούμε να βρούμε τις τιμές για το T<sub>0</sub> και της περιόδου P.

Αν δεν διαθέτουμε αστρονομική εφημερίδα και έχουμε παρατηρήσει αρκετούς χρόνους ελαχίστων του συστήματος, τότε με την μέθοδο ελαχίστων τετραγώνων μπορούμε να φτιάξουμε μια δική μας εφημερίδα. Η σχέση  $\mathbf{T = T_0 + PE}$  είναι της μορφής  $\Psi = \alpha + \beta X$ , οπότε βάζοντας αρκετούς χρόνους πρωτευόντων ελαχίστων (T) θα προκύψουν τα T<sub>0</sub> και η P και τα σφάλματά τους, τα οποία θα μειώνονται όσο προσθέτουμε περισσότερες παρατηρήσεις.

Αν λύσουμε την παραπάνω σχέση ως προς E έχουμε :

$$E = \frac{T - T_0}{P}$$

Γνωρίζοντας λοιπόν τις τιμές T<sub>0</sub> και P και θέτοντας ως T τις τιμές H.J.D της κάθε εικόνας βγάζουμε τις αντίστοιχες τιμές για το E, οι οποίες είναι δεκαδικοί αριθμοί. Αφαιρώντας το ακέραιο μέρος από αυτήν την τιμή προκύπτει η φάση (Φ) του συστήματος. Η πράξη που βάζουμε στο excel για να υπολογίσουμε την φάση (Φ) είναι η εξής :

$$\Phi = \frac{HJD - T_0}{P} - \text{INTEGGER}\left\{\frac{HJD - T_0}{P}\right\}$$

Αναλυτικά οι αντιστοιχίες των τιμών της φάσης με τις V-C τιμές :

0.00 → Πρωτεύον ελάχιστο

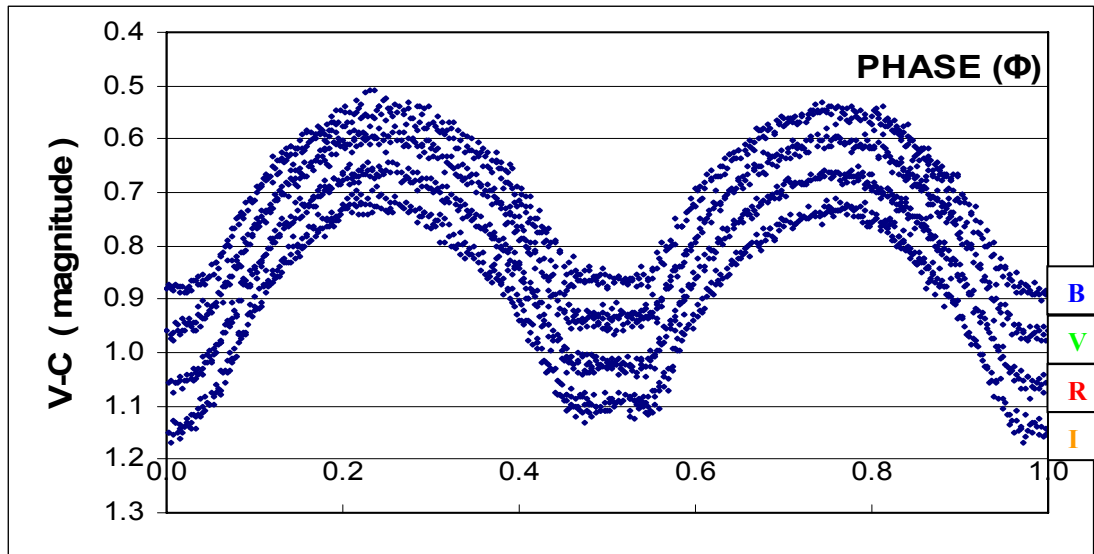
0.25 → Πρώτο μέγιστο

0.50 → Δευτερεύον ελάχιστο

0.75 → Δεύτερο μέγιστο

1.00 → Πρωτεύον ελάχιστο

Εφόσον έχουμε μετατρέψει όλες τις τιμές της HJD σε τιμές φάσης  $\Phi$ , μπορούμε να κάνουμε το διάγραμμα φάσης του συστήματος  $V-C = f(\Phi)$ . Επαναλαμβάνουμε την παραπάνω διαδικασία για όλα τα φίλτρα.



Σχ.3.4 Το παραπάνω σχήμα είναι το διάγραμμα φάσης στα φίλτρα BVRI του μεταβλητού αστέρα **HV Aqr**. Οι παρατηρήσεις του παραπάνω αστέρα έγιναν από το Γεροσταθοπούλειο Πανεπιστημιακό Αστεροσκοπείο από τις 23 έως και 27 Ιουλίου 2005 από τον Κ. Γαζέα.

### 3.6 Διαγράμματα ροής (Flux diagrams)

Για να κάνουμε τα διαγράμματα ροής μετατρέπουμε την διαφορά φαινομένων μεγεθών V-C σε φαινόμενη λαμπρότητα. Χρησιμοποιούμε την σχέση του Pogson που μετατρέπει την διαφορά φαινομένων μεγεθών σε λογαριθμική διαφορά λαμπροτήτων.

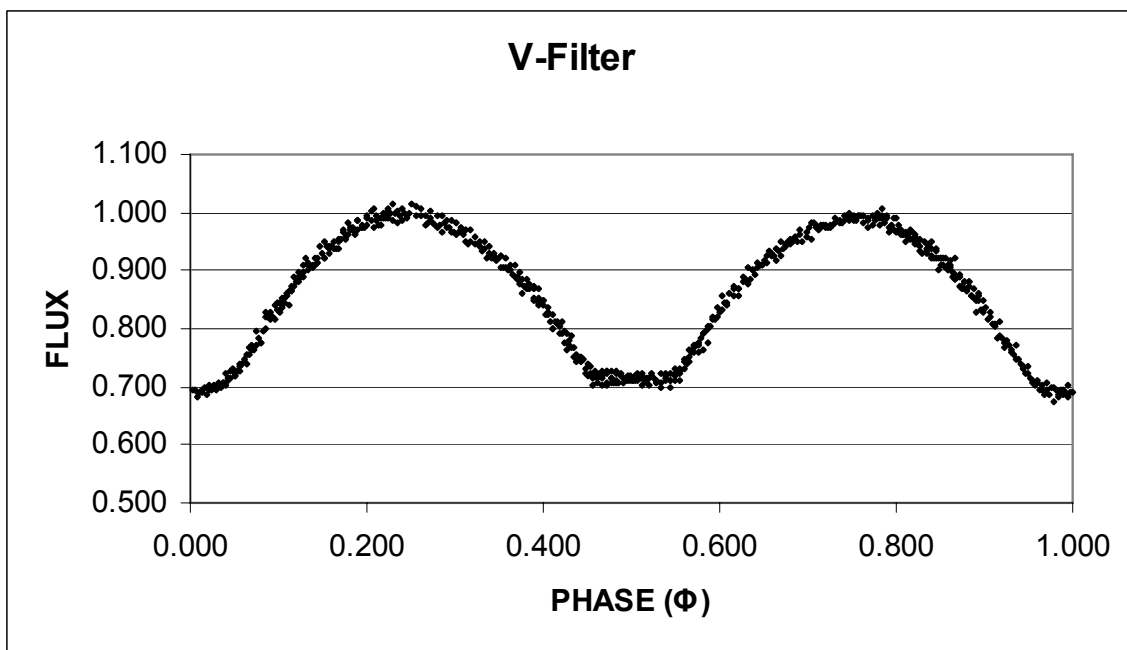
$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{l_2}{l_1}$$

Κανονικοποιούμε τις τιμές των λαμπροτήτων στη μέγιστη τιμή και χρησιμοποιούμε τον εξής λογισμό:

Βρίσκουμε από το διάγραμμα φάσης την μέγιστη τιμή  $(V-C)_{\max}$ , η οποία προφανώς θα αντιστοιχεί στη μέγιστη λαμπρότητα 100% ( $L_{\max} = 1$ ) του συστήματος. Με αυτά τα δεδομένα πλέον ο παραπάνω τύπος μετασχηματίζεται ως εξής :

$$L = 10^{-0.4[m - (V-C)_{\max}]} = 2.512^{[(V-C)_{\max} - m]}$$

Βάζουμε την παραπάνω εξίσωση στο excel και προφανώς η μεταβλητή **m** παίρνει τιμές από την στήλη V-C. Επαναλαμβάνουμε όλη την διαδικασία για όλα τα φίλτρα και τέλος μπορούμε να φτιάξουμε τα διαγράμματα  $L = f(\Phi)$ .



Σχ.3.5 Το παραπάνω σχήμα είναι το διάγραμμα ροής του μεταβλητού αστέρα *HV Aqr* στο *V* φίλτρο. Οι παρατηρήσεις του αστέρα είναι οι ίδιες με αυτές της προηγούμενης παραγράφου.

### Παρατηρήσεις

- Σε πολλές περιπτώσεις παρατηρούμε ότι οι τιμές V-C των μεγίστων των διπλών συστημάτων δεν είναι ίδιες. Αυτό πιθανότατα οφείλεται σε μαγνητική δραστηριότητα ενός από τους δύο αστέρες (ύπαρξη ψυχρών κηλίδων) με αποτέλεσμα να μειώνεται η λαμπρότητα του, και κατ' επέκταση όλου του συστήματος. Σε αυτή τη περίπτωση η μέγιστη τιμή  $(V-C)_{\max}$  που χρησιμοποιούμε για να κάνουμε την κανονικοποίηση, είναι αυτή του μεγαλύτερου από τα δύο μέγιστα, διότι θέλουμε να είμαστε σίγουροι ότι μετράμε το 100% της λαμπρότητας του συστήματος.
- Σε περιπτώσεις όπου έχουμε έντονη διασπορά σημείων γύρω από την μέγιστη τιμή, υπολογίζουμε την τυπική απόκλιση της διασποράς. Στη φάση 0.25 (ή 0.75, ανάλογα με το ποιο μέγιστο είναι φωτεινότερο) αφαιρούμε από την μέγιστη τιμή των σημείων στην περιοχή αυτή το μισό της τυπικής απόκλισης που υπολογίσαμε, έτσι ώστε να είμαστε σίγουροι ότι στη μέγιστη τιμή της κάθε φάσης που θα περάσει η θεωρητική καμπύλη, αντιστοιχεί και παρατηρησιακά η μέγιστη τιμή της λαμπρότητας του συστήματος.

### 3.7 Διαγράμματα O-C (O-C diagrams)

Έχοντας πλέον παρατηρήσει και καταγράψει τον χρόνο ελαχίστου του διπλού εκλειπτικού συστήματος, είμαστε πλέον σε θέση να προβλέψουμε την χρονική στιγμή των επόμενων ελαχίστων του συστήματος από την σχέση  $T = T_0 + PE$ . Παρ' όλα αυτά, οι παρατηρήσεις έχουν δείξει ότι σε πολλά συστήματα αστέρων υπάρχει μεταβολή της περιόδου, από παράγοντες που θα αναλυθούν στο επόμενο κεφάλαιο, και αυτό ακριβώς είναι που κάνει την μελέτη και την ανάλυσή τους να έχει έντονο αστροφυσικό ενδιαφέρον.

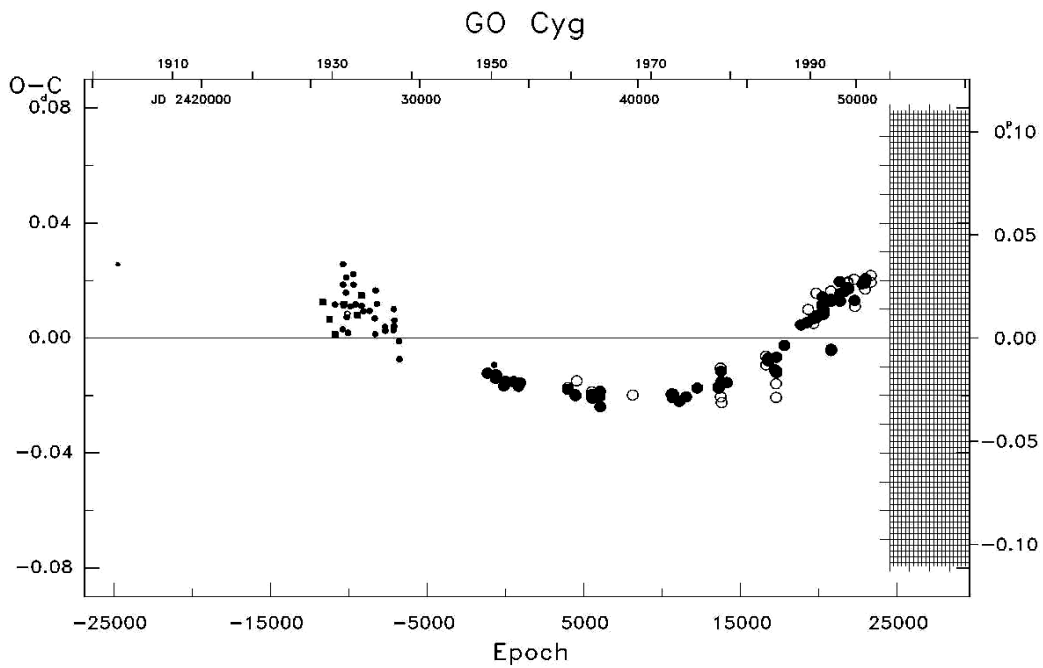
Τα αρχικά O-C συμβολίζουν την χρονική διαφορά μεταξύ του παρατηρούμενου χρόνου ελαχίστου του συστήματος  $T_{OBSERVED}$  και του υπολογισμένου χρόνου ελαχίστου  $T_{CALCULATED}$ . Τα διαγράμματα O-C έχουν στον κατακόρυφο άξονα την διαφορά  $T_{OBS} - T_{CAL}$  και στον οριζόντιο άξονα τον αριθμό των κύκλων του συστήματος  $E$  (epoch). Είναι προφανές ότι σε ένα κανονικό διπλό εκλειπτικό σύστημα (δηλαδή η τροχιά του συστήματος να είναι κυκλική, το σύστημα να είναι απομονωμένο και οι αστέρες να είναι σε απόσταση τέτοια ώστε να μην επιτρέπεται η ανταλλαγή μάζας) η διαφορά O-C είναι η ευθεία  $O-C = 0$ . Σε κάθε άλλη περίπτωση, όπου το διπλό σύστημα δεν είναι κανονικό, το διάγραμμα O-C παρουσιάζει ιδιαιτερότητες, όπως π.χ ημιτονοειδή συμπεριφορά, και απαιτεί ειδικό χειρισμό και ανάλυση.

Η κατασκευή των O-C διαγραμμάτων γίνεται με την παρακάτω μέθοδο. Έχοντας καταγράψει ή διαθέτοντας παρατηρούμενους χρόνους ελαχίστων του συστήματος ( $T_{OBS}$ ), και στηριζόμενοι στην αστρονομική εφημερίδα του συστήματος ( $P, T_0$ ) λύνουμε την γραμμική μας σχέση  $T_{OBS} = T_0 + PE$  ως προς τον αριθμό των κύκλων και παίρνουμε την σχέση:  $E = \frac{T_{OBS} - T_0}{P}$ . Γνωρίζουμε ότι οι

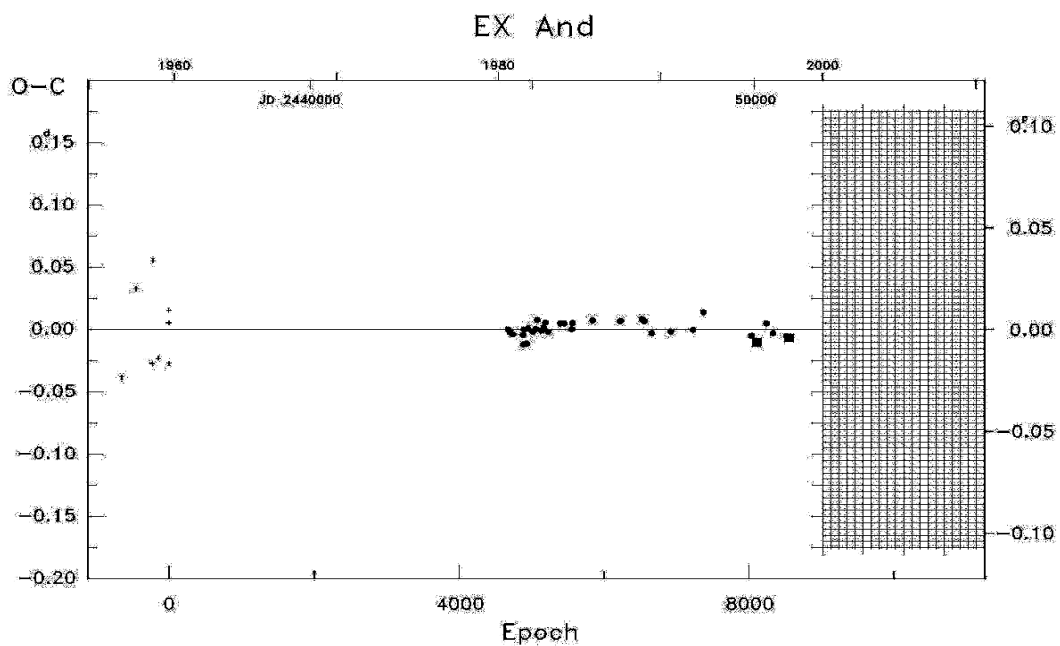
ακέραιες τιμές του  $E$  αντιστοιχούν σε χρόνους πρωτεύοντος ελαχίστου του συστήματος, ενώ οι ημιακέραιες τιμές σε χρόνους δευτερεύοντος ελαχίστου. Οι τιμές του  $E$  που προκύπτουν από την παραπάνω σχέση είναι πολύ κοντά σε ακέραιες ή ημιακέραιες τιμές, ανάλογα με το παρατηρούμενο σύστημα. Κάνουμε αυτές τις τιμές ακέραιες ή ημιακέραιες, έτσι ώστε να αντιστοιχούν ακριβώς σε χρόνους πρωτεύοντων ή δευτερευόντων ελαχίστων και έτσι παίρνουμε νέες τιμές  $E$  (fixed) για το  $E$ . Βάση αυτών των νέων τιμών υπολογίζουμε τους αντίστοιχους χρόνους ελαχίστων από την σχέση  $T_{CAL} = T_0 + PE$ . Πλέον μπορούμε να υπολογίσουμε την διαφορά  $T_{OBS} - T_{CAL}$ , και να φτιάξουμε το διάγραμμα  $O-C = f(E)$ .

*Πιν.3.1 Η πρώτη στήλη του παραπάνω πίνακα περιέχει παρατηρούμενους χρόνους ελαχίστων του αστέρα GO Cygni που παρατηρήθηκαν από τον Albayrak, B et.al 2005. Η δεύτερη στήλη προέκυψε από την σχέση  $E = (T_{OBS}-T_0)/P$ , χρησιμοποιώντας την εφημερίδα του Kreiner ( $T_0=2443930.421, P = 0.71776475$ ). Στην τρίτη στήλη κάνουμε τις προσεγγίσεις του  $E$  ώστε οι χρόνοι να αντιστοιχούν ακριβώς σε ελάχιστα του συστήματος (ακέραιες και ημιακέραιες τιμές), στην τέταρτη στήλη είναι οι αντίστοιχοι χρόνοι ελαχίστων υπολογισμένοι για τις τιμές του  $E$  της τρίτης στήλης, και τέλος στην πέμπτη στήλη υπάρχουν οι διαφορές  $T_{OBS} - T_{CAL}$*

$T_{OBS}$ (HJD)	$E$	$E$ (fixed)	$T_{CAL}$ (HJD)	O-C (days)
2453198.4772	26844.52838	26844.5	2453198.457	0.020369
2453253.3879	26921.03074	26921.0	2453253.366	0.022065
2453271.3315	26946.03002	26946.0	2453271.310	0.021546
2453284.2532	26964.03271	26964.0	2453284.230	0.023481



Σχ.3.6 Το O-C διάγραμμα του αστέρα GO Cygni. Είναι προφανές ότι αυτό το διπλό σύστημα παρουσιάζει μεταβολές στην περίοδο του, καθώς είναι ξεκάθαρο ότι η μορφή του διαγράμματος δεν είναι ευθεία (πηγή: *An Atlas of O-C diagrams of EBS, J.M. Kreiner*)



Σχ.3.7 Το O-C διάγραμμα του αστέρα EX Andromedae. Αυτό το διπλό σύστημα φαίνεται ότι έχει ομαλή περίοδο και η μορφή της καμπύλης του είναι η ευθεία  $O-C = 0$ . (πηγή: *An Atlas of O-C diagrams of EBS, J.M. Kreiner*)

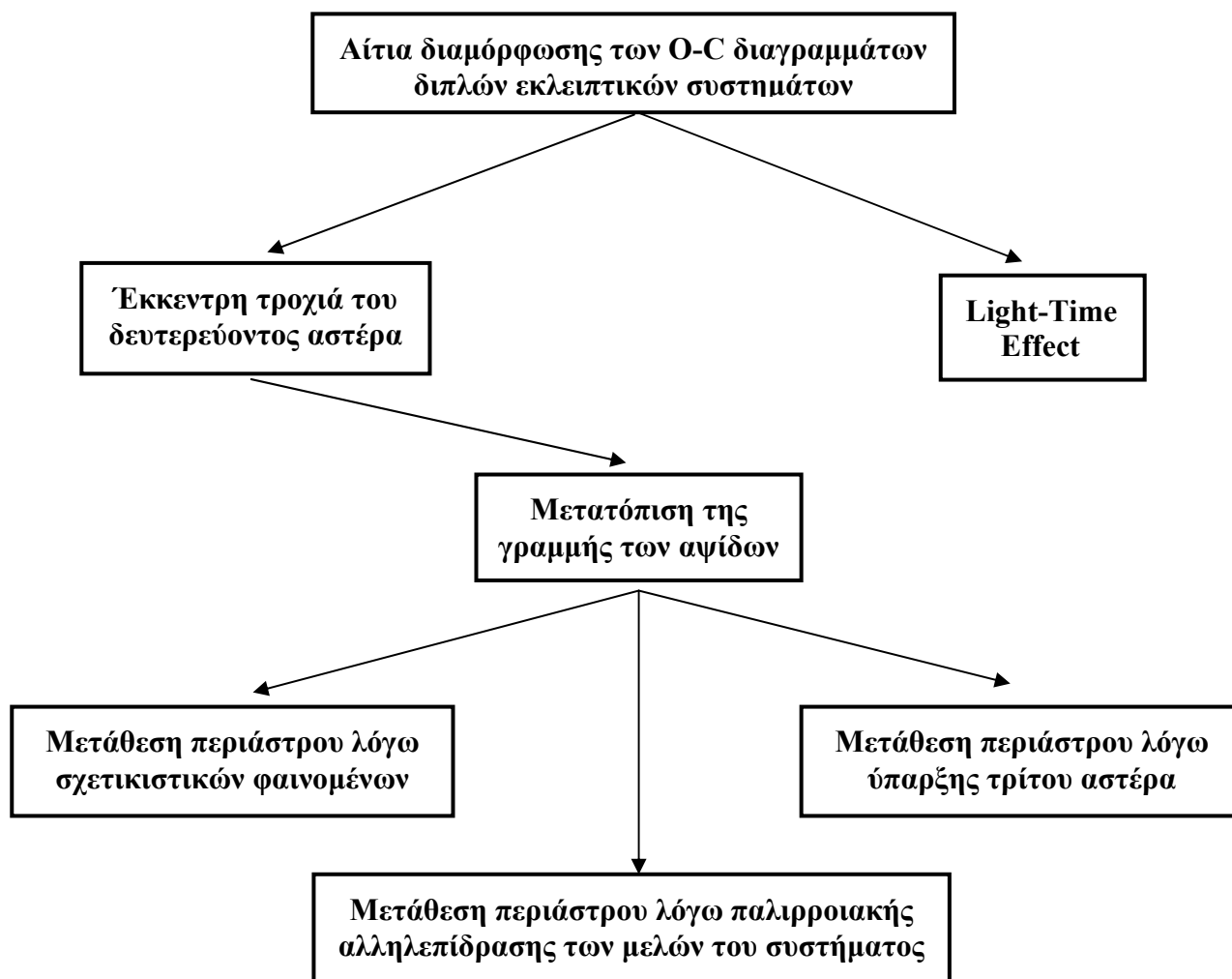


## ΚΕΦΑΛΑΙΟ 4ο

# ΜΕΛΕΤΗ ΚΑΙ ΑΝΑΛΥΣΗ ΔΙΑΓΡΑΜΜΑΤΩΝ O-C ΔΙΠΛΩΝ ΕΚΛΕΙΠΤΙΚΩΝ ΣΥΣΤΗΜΑΤΩΝ

### 4.1 Διαμόρφωση των διαγραμμάτων O-C από φαινόμενες μεταβολές της περιόδου

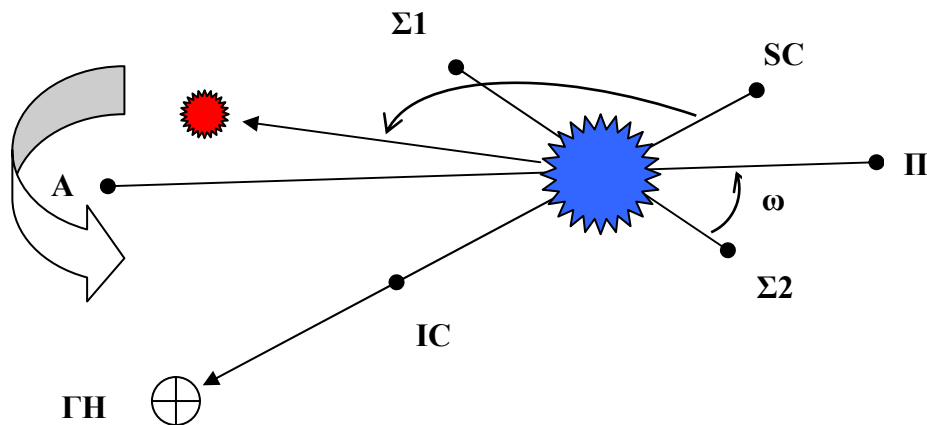
Όπως αναφέραμε και στο τέλος του προηγούμενου κεφαλαίου η μελέτη των O-C διαγραμμάτων παρουσιάζει εξαιρετικό αστροφυσικό ενδιαφέρον, διότι μας προσφέρουν πληροφορίες για τις μεταβολές της περιόδου ενός συστήματος (εάν υπάρχουν). Μέσω των μορφών αυτών των διαγραμμάτων μπορούμε να αντλήσουμε πληροφορίες για τα αίτια που προκαλούν αυτές τις μεταβολές, και με την χρήση υπολογιστικών προγραμμάτων να βρούμε τις παραμέτρους αυτών των αιτίων. Όπως είπαμε, σε ένα απλό (κανονικό) διπλό εκλειπτικό σύστημα αστερών η μορφή του O-C διαγράμματος είναι ευθεία γραμμή. Όμως, όπως θα δούμε παρακάτω, σε κάποια συστήματα η ύπαρξη ενός τρίτου σώματος ή άλλα φαινόμενα μπορούν να δώσουν άλλη μορφή στα O-C διαγράμματά τους, μέσω των οποίων μπορούμε να αποσαφηνίσουμε την κατάσταση που επικρατεί στο σύστημα. Στο παρακάτω σχεδιάγραμμα συνοψίζονται τα αίτια που προκαλούν την διαμόρφωση των O-C διαγραμμάτων.



Σχ.4.1 Σχεδιάγραμμα των αιτίων διαμόρφωσης των O-C διαγραμμάτων

## 4.2 Διαφορές O-C λόγω έκκεντρης τροχιάς του δευτερεύοντος αστέρα

Από την ουράνιο μηχανική, και συγκεκριμένα από το πρόβλημα των δύο σωμάτων, γνωρίζουμε ότι όταν δύο αστέρες αλληλεπιδρούν βαρυτικά, κινούνται γύρω από το κοινό κέντρο μάζας τους. Σε περιπτώσεις όμως όπου ο ένας αστέρας έχει πολύ μεγαλύτερη μάζα από τον άλλο, τότε δεν έχει νόημα να συζητούμε για κέντρο μάζας. Θεωρούμε ότι η θέση του αστέρα με τη μεγαλύτερη μάζα ταυτίζεται με το κέντρο μάζας του συστήματος, και ο αστέρας με τη μικρότερη μάζα περιφέρεται γύρω από αυτόν, κάτι ανάλογο με το ηλιακό σύστημά μας. Σε αυτή τα παράγραφο θα δούμε πως μεταβάλλεται η περίοδος ενός διπλού εκλειπτικού συστήματος αστέρων, όπου η τροχιά του δευτερεύοντος αστέρα παρουσιάζει έκκεντρότητα  $e$  και κλίση  $i$  ως προς το τοπικό επίπεδο του ουρανού.



Σχ.4.2 Η γεωμετρία ενός διπλού εκλειπτικού συστήματος με έκκεντρη τροχιά του δευτερεύοντος αστέρα.

Τα σημεία **A** και **Π** αντιστοιχούν στο άπαστρο και περίαστρο αντίστοιχα με την ευθεία  $A\Pi$  να ονομάζεται *γραμμή των αψίδων*, τα σημεία **Σ1** και **Σ2** αντιστοιχούν στους συνδέσμους, και τα σημεία **SC** και **IC** αντιστοιχούν στα σημεία ανωτέρας και κατωτέρας συνόδου όπου λαμβάνουν χώρα τα φωτομετρικά ελάχιστα. Η γωνία  $\omega$  δίνει το φαινόμενο μήκος του περιάστρου  $\Pi$ , και η γωνία  $\nu$  παριστάνει το φαινόμενο τροχιακό μήκος του δευτερεύοντος αστέρα. Αρχή μέτρησης της γωνίας  $\nu$  ορίζουμε το σημείο **SC** ( $\nu_A = 0$ ), ενώ στο σημείο **IC** έχουμε την τιμή  $\nu_\pi = \pi$ .

Από την μηχανική γνωρίζουμε ότι η ταχύτητα του περιφερομένου σώματος δεν είναι σταθερή κατά μήκος της τροχιάς του. Αυτό έχει σαν συνέπεια ότι οι χρόνοι που απαιτούνται για την κάλυψη των τόξων  $SC-IC$  και  $IC-SC$  από τον δευτερεύοντα αστέρα να είναι άνισοι. Κατ' επέκταση τα ελάχιστα της λαμπρότητας του συστήματος δεν παρατηρούνται στις φάσεις  $\Phi_I = 0$  και  $\Phi_{II} = 0.5$  όπως στα κανονικά εκλειπτικά συστήματα, αλλά σε φάσεις  $\Phi_I'$ ,  $\Phi_{II}'$  που δίνονται από τις σχέσεις :

$$\Phi_I' = \frac{1}{2\pi} [\nu_1 - 2e \cos(\nu_1 - \omega) - \frac{3}{4} e^2 \sin 2(\nu_1 - \omega)] \quad (4.1)$$

$$\Phi_{II}' = \frac{1}{2\pi} [\nu_2 - 2e \cos(\nu_2 - \omega) - \frac{3}{4} e^2 \sin 2(\nu_2 - \omega)] \quad (4.2)$$

Το παραπάνω σχήμα έχει σχεδιαστεί με κλίση  $i = 90^\circ$  (δηλ. η ευθεία παρατήρησης συμπίπτει με το επίπεδο της τροχιάς) κάτι που θεωρείται εξιδανικευμένη περίπτωση για εκλειπτικό σύστημα αστέρων. Στην πλειοψηφία των περιπτώσεων  $i \neq 90^\circ$  και κατ' επέκταση τα φωτομετρικά ελάχιστα του συστήματος παρατηρούνται σε ελαφρώς διαφορετικές τιμές τροχιακού μήκους  $\nu$  από ότι στα κανονικά εκλειπτικά συστήματα.



Οι τιμές του τροχιακού μήκους, κατά τις οποίες παρατηρούνται τα φωτομετρικά ελάχιστα ενός εκλειπτικού συστήματος με έκκεντρη τροχιά δευτερεύοντος, δίνονται από τις σχέσεις :

$$v_1 = \pi + e \frac{\cos \omega \cos^2 i}{\sin^2 i} \left( 1 + e \frac{\sin \omega}{\sin^2 i} \right) \quad (4.3)$$

$$v_2 = -e \frac{\cos \omega \cos^2 i}{\sin^2 i} \left( 1 - e \frac{\sin \omega}{\sin^2 i} \right) \quad (4.4)$$

Αφαιρούμε κατά μέλη τις σχέσεις (4.1)-(4.2), και κρατάμε μόνο τους πρωτοβάθμιους όρους της εκκεντρότητας. Γνωρίζουμε ότι η διαφορά  $T_2 - T_1$  είναι η χρονική διαφορά μεταξύ των ελαχίστων. Από την παραπάνω αφαίρεση όμως προκύπτει η σχέση :

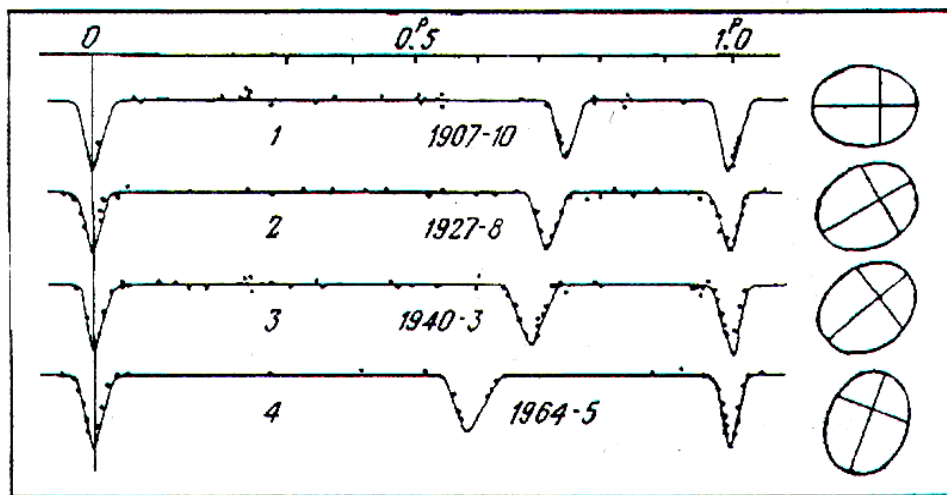
$$T_2 - T_1 = \frac{P}{2} + \frac{P}{\pi} e \cos \omega \left( 1 + \frac{1}{\sin^2 i} \right) \quad (4.5)$$

Παρατηρούμε ότι ο δεύτερος όρος του δεξιού μέλους είναι ο επιπρόσθετος χρόνος της περιόδου λόγω της έκκεντρης τροχιάς του δευτερεύοντος αστέρα.

Αν κάνουμε διερεύνηση στην σχέση (4.5) καταλήγουμε στα εξής συμπεράσματα :

- Αν  $-\pi \leq \omega \leq \pi$ , τότε  $T_2 - T_1 \geq \frac{P}{2}$
- Αν  $\pi \leq \omega \leq \frac{3\pi}{2}$ , τότε  $T_2 - T_1 \leq \frac{P}{2}$

Άρα η τροχιακή εκκεντρότητα έχει ως αποτέλεσμα την προσέγγιση πρωτεύοντος-δευτερεύοντος ελαχίστου ή μία μετάθεση φάσης του δευτερεύοντος ελαχίστου ( $\varphi=0 \rightarrow$  πρωτεύον ελάχιστο) κατά μία τιμή  $\pm 2 \frac{e}{\pi} \cos \omega$ .



Σχ.4.3 Το παραπάνω σχήμα μας δείχνει τέσσερα διαγράμματα φάσης, στα οποία είναι εμφανής η μετατόπιση του δευτερεύοντος ελαχίστου λόγω της τροχιακής εκκεντρότητας και της μετατόπισης της γραμμής των αψίδων, όπως δείχνουν οι άξονες της ελλειπτικής τροχιάς του συστήματος, δεξιά του εκάστοτε διαγράμματος φάσης (πηγή: Martynov 1973)

### 4.3 Διαφορές O-C λόγω περιστροφής της γραμμής των αψίδων

Ενδιαφέρουσες αλλαγές στα O-C διαγράμματα προκαλεί η λεγόμενη **μετάθεση της γραμμής των αψίδων** (*apsidal motion*), που είναι ο μεγάλος ημιάξονας της έλλειψης της τροχιάς του εκλειπτικού συστήματος, όπως φαίνεται στο σχήμα 4.2. Τα αίτια αυτής της μετάθεσης, όπως η ύπαρξη τρίτου σώματος ή οι παλιρροιακές δυνάμεις μεταξύ των μελών, προκαλούν μεταβολές στα στοιχεία  $e$ ,  $i$ ,  $\omega$  της τροχιάς, όμως άμεση επίδραση στα O-C διαγράμματα έχει μόνο η μεταβολή του τροχιακού μήκους του περιάστρου  $\omega$  της τροχιάς. Στη παράγραφο 4.4 θα δούμε τελικά πως διαμορφώνονται τα O-C διαγράμματα, λαμβάνοντας υπόψη όλες τις επιρροές που λαμβάνουν χώρα.

Σε χρονικά διαστήματα πολύ μεγαλύτερα από την τροχιακή περίοδο  $P$  ενός διπλού εκλειπτικού συστήματος, το μήκος του περιάστρου της τροχιάς μεταβάλλεται με σταθερό ρυθμό  $\dot{\omega}$  (deg/E), και η θέση του για τυχαία χρονική στιγμή δίνεται από την σχέση :

$$\omega = \omega_0 + \dot{\omega} E \quad (4.6)$$

Όπου  $E$  ακέραιος αριθμός των τροχιακών κύκλων. Παρατηρούμε ότι η μεταβλητή  $\omega$  είναι μια αύξουσα συνάρτηση του χρόνου. Τέλος μπορούμε να συμπεράνουμε ότι η γραμμή των αψίδων περιστρέφεται αργά γύρω από το κέντρο μάζας τους συστήματος, με την περίοδο περιφοράς της  $U_1$ , να υπολογίζεται από τη σχέση :

$$U = \frac{2\pi}{\dot{\omega}} P \quad (4.7)$$

#### 4.3.1 Μετάθεση του περιάστρου λόγω της παλιρροιακής αλληλεπίδρασης των μελών

Η μετάθεση του περιάστρου της τροχιάς ενός διπλού εκλειπτικού συστήματος περιόδου  $P$  λόγω παλιρροιακών αλληλεπιδράσεων αποδεικνύεται ότι οφείλεται στους ανώτερους όρους του τετραπολικού αναπτύγματος του δυναμικού μεταξύ των μελών του. Η γραμμή των αψίδων περιστρέφεται ομόρροπα με την τροχιακή κίνηση και η περίοδος περιφοράς της ( $U_1$ ) δίνεται από το ανάπτυγμα (Martyonov 1973) :

$$\begin{aligned} \frac{P}{U_1} = & k_{2,1} \cdot \left[ 15q \cdot f_2(e) + \left( \frac{\Omega_1}{\omega_K} \right)^2 \cdot \frac{1+q}{(1-e^2)^2} \right] \cdot \left( \frac{R_1}{D} \right)^5 + k_{2,2} \cdot \left[ 15 \frac{f_2(e)}{q} + \left( \frac{\Omega_2}{\omega_K} \right)^2 \cdot \frac{1+q^{-1}}{(1-e^2)^2} \right] \cdot \left( \frac{R_2}{D} \right)^5 + \\ & + 28 \cdot f_3(e) \cdot \left[ k_{3,1} \cdot q \cdot \left( \frac{R_1}{D} \right)^7 + k_{3,2} \cdot q^{-1} \cdot \left( \frac{R_2}{D} \right)^7 \right] + 45 \cdot f_4(e) \cdot \left[ k_{4,1} \cdot q \cdot \left( \frac{R_1}{D} \right)^9 + k_{4,2} \cdot q^{-1} \cdot \left( \frac{R_2}{D} \right)^9 \right] + \dots \quad (4.8) \end{aligned}$$

Όπου  $q = \frac{m_1}{m_2}$  ο λόγος μαζών των μελών του συστήματος,  $k_{j,i}$  σταθερές  $j$ -τάξης του  $i$ -μέλους του συστήματος που εξαρτώνται από την κατανομή της πυκνότητας του εσωτερικού του αστέρα,  $\Omega_i$  οι γωνιακές ταχύτητες της ιδιοπεριστροφής των μελών,  $\omega_K$  η τροχιακή γωνιακή ταχύτητα,  $R_i$  οι ακτίνες των αστερών,  $D$  η μεταξύ τους απόσταση και  $f_i(e)$  οι συναρτήσεις της εκκεντρότητας που δίνονται από τις σχέσεις :

$$f_2(e) = (1-e^2)^{-5} \cdot \left( 1 + \frac{3}{2}e^2 + \frac{1}{8}e^4 \right), \quad f_3(e) = (1-e^2)^{-7} \cdot \left( 1 + \frac{15}{4}e^2 + \frac{15}{8}e^4 + \frac{5}{64}e^6 \right), \quad f_4(e) = (1-e^2)^{-9} \cdot \left( 1 + 7e^2 + \frac{35}{4}e^4 + \frac{35}{16}e^6 + \frac{7}{128}e^8 \right) \quad (4.9)$$

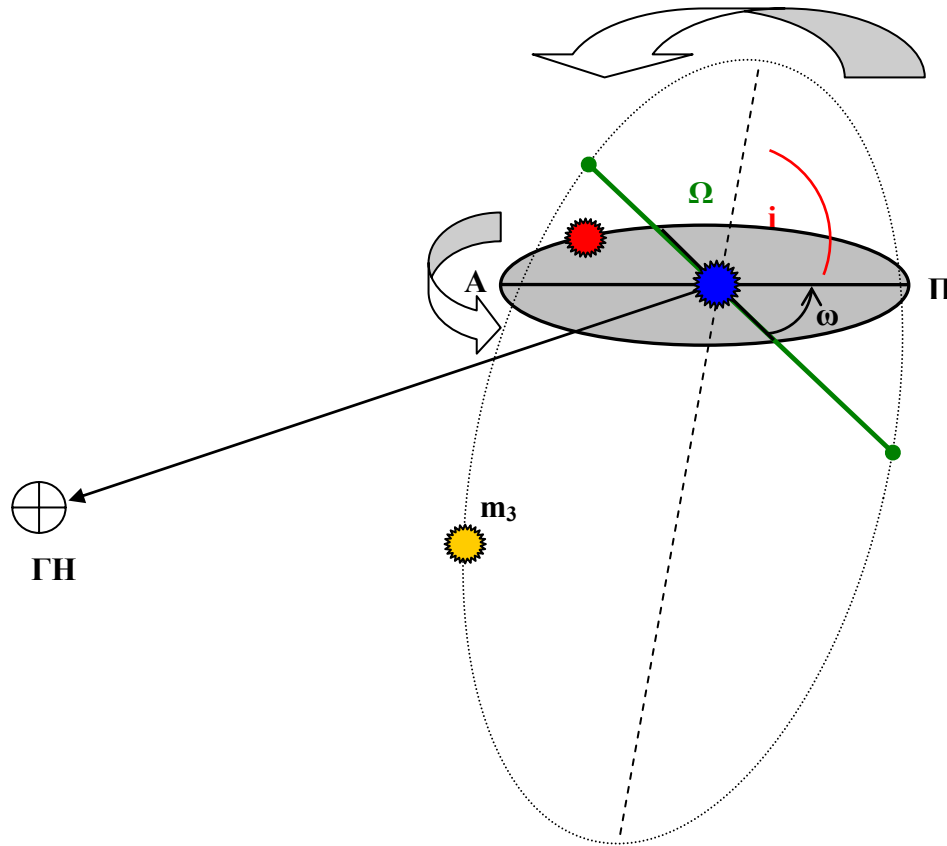
Οι δεύτεροι όροι των δύο πρώτων αγκυλών του αναπτύγματος (4.8) οφείλονται στην φυγοκεντρική παραμόρφωση των μελών, ενώ οι υπόλοιποι στην παλιρροιακή παραμόρφωση.

### 4.3.2 Μετάθεση του περιάστρου λόγω ύπαρξης τρίτου αστέρα

Θεωρούμε αστέρα μάζας  $m_3$  ο οποίος περιστρέφεται σε τροχιά εκκεντρότητας  $e'$  και με περίοδο περιφοράς  $P'$  γύρω από το διπλό εκλειπτικό σύστημα. Το εν λόγω θέμα μελετήθηκε πρώτα από τον *Slavenas (1927)*, και στη συνέχεια από τους *Martynov (1948)* και *Kopal (1938,1959)*. Ο *Kopal* έδειξε ότι η περίοδος  $U_2$  της περιστροφής της γραμμής των αψίδων της τροχιάς του διπλού συστήματος δίνεται από την σχέση :

$$\frac{P'}{U_2} = \frac{3}{8\pi} \frac{m_3}{m_1 + m_2 + m_3} \frac{1}{(1 - e'^2)^{3/2}} \cdot \left( \frac{P'}{P} \right) \cdot \left[ (1 - Q)^2 - 5(1 - Q^2) \cdot \sin^2(\omega - \Omega) \right] \quad (4.10)$$

Όπου  $Q = 2 \sin\left(\frac{i}{2}\right) \cos\Omega$ , όπου  $\Omega$  (πράσινη γραμμή στο παρακάτω σχήμα) το μήκος των συνδέσμων (η τομή των επιπέδων τροχιάς του διπλού συστήματος και του τρίτου σώματος) και  $i$  η κλίση των δύο τροχιακών επιπέδων.



Σχ.4.4 Η γεωμετρία ενός διπλού εκλειπτικού συστήματος με την παρουσία ενός τρίτου σώματος

Υπό ορισμένες συνθήκες η κίνηση του περιάστρου λόγω της ύπαρξης του τρίτου σώματος μπορεί να εκτελείται ανάδρομα. Η γραμμή των συνδέσμων του διπλού συστήματος υφίσταται συνεχείς μεταβολές που μακροχρόνια αποδεικνύονται μονότονες, και υπόκειται σε ανάδρομη περιφορά με περίοδο  $U_T$  που δίνεται από την σχέση (*Kopal 1959*):

$$\frac{P'}{U_T} = - \frac{3}{8\pi} \frac{m_3}{m_1 + m_2 + m_3} \frac{P}{P'} \frac{1}{(1 - e'^2)^{3/2}} Q \quad (4.11)$$

### 4.3.3 Μετάθεση του περιάστρου λόγω σχετικιστικών φαινομένων

Μετάθεση του περιάστρου και περιστροφή της γραμμής των αψίδων προκαλείται και από σχετικιστικά φαινόμενα. Το μήκος του περιάστρου της τροχιάς μεταβάλλεται με σταθερό ρυθμό  $\dot{\omega}_3$  (deg/E), σύμφωνα με την σχέση (Misner, Thorne, Wheller 1970) :

$$\dot{\omega}_3 = \frac{G}{c^2} \frac{6\pi M_1}{D(1-e^2)} \quad (4.12)$$

Και η περίοδος περιφοράς της γραμμής των αψίδων  $U_3$  δίνεται από την σχέση :

$$\frac{P}{U_3} = \frac{G}{c^2} \frac{3M_1}{D(1-e^2)} \quad (4.13)$$

Όπου  $M_1$  η μάζα του πρωτεύοντος αστέρα,  $D$  η απόσταση των μελών, και  $G$  η παγκόσμια σταθερά της βαρύτητας.

### 4.3.4 Διαμόρφωση των O-C διαγραμμάτων από την περιστροφή της γραμμής των αψίδων

Είναι προφανές ότι για να έχουμε περιστροφή της γραμμής των αψίδων **απαραίτητη προϋπόθεση** είναι η έκκεντρη τροχιά του δευτερεύοντος αστέρα του συστήματος. Σε όλες τις περιπτώσεις περιστροφής της γραμμής των αψίδων η τροχιακή περίοδος του εκλειπτικού συστήματος δεν αλλάζει, μεταβάλλεται όμως ο προσανατολισμός της ελλειπτικής τροχιάς του (βλ. σχ.4.3). Επιλέγοντας για τις διάφορες παραμέτρους που εμπλέκονται στις σχέσεις των παραγράφων 4.3.2,4.3.3, τιμές που είναι τυπικές για τα συστήματα W UMa ( $M_1 \sim 1 M_\odot$ ,  $q \sim 0.5$ ,  $D \sim 2 R_\odot$ ,  $\Omega_1 = \Omega_2 = \omega_k$ ,  $n \sim 1.5$ ,  $e \sim 10^{-2}$ ) διαπιστώνουμε ότι ο ρυθμός περιστροφής της γραμμής των αψίδων λόγω παλιρροιακών και περιστροφικών παραμορφώσεων των μελών τους είναι μεγαλύτερος ( $\sim 100$ - $1000$  φορές) από τον ρυθμό σχετικιστικής περιστροφής, καθώς και από τον ρυθμό περιστροφής λόγω ύπαρξης τρίτου αστέρα.

Από την σχέση (4.5) της παραγράφου 4.2 βλέπουμε ότι  $T_2 - T_1 \propto \cos \omega$ , δηλαδή οι χρονικές διαφορές μεταξύ πρωτευόντων και δευτερευόντων ελαχίστων αποτελούν μια περιοδική συνάρτηση του χρόνου. Αν θεωρήσουμε ότι το μήκος του περιάστρου μεταβάλλεται λόγω όλων των παραγόντων που αναφέρθηκαν στις προηγούμενες παραγράφους (ύπαρξη τρίτου σώματος, παλιρροιακές αλληλεπιδράσεις, σχετικιστικά φαινόμενα) τότε θα δίνεται από την σχέση :

$$\omega = \omega_0 + (\dot{\omega}_1 + \dot{\omega}_2 + \dot{\omega}_3)E \quad (4.14)$$

Όπου  $\dot{\omega}_1$  ο ρυθμός περιστροφής του περιάστρου λόγω παλιρροιακής αλληλεπίδρασης

Όπου  $\dot{\omega}_2$  ο ρυθμός περιστροφής του περιάστρου λόγω ύπαρξης τρίτου σώματος

Όπου  $\dot{\omega}_3$  ο ρυθμός περιστροφής του περιάστρου λόγω σχετικιστικών φαινομένων

Θεωρώντας  $\dot{\omega}_T = \dot{\omega}_1 + \dot{\omega}_2 + \dot{\omega}_3$  τότε η παραπάνω σχέση παίρνει την μορφή :

$$\omega = \omega_0 + \dot{\omega}_T E \quad (4.15)$$

Επομένως όπως απέδειξε ο *Martynov, 1973* η χρονική στιγμή  $O_{E,I}$  αναμενόμενης παρατήρησης του πρωτεύοντος ελαχίστου κατά τον τυχαίο τροχιακό κύκλο  $E$  δίνεται από την σχέση :

$$O_{E,I} = T_{0,I} + E \cdot P - \frac{P}{2\pi} \cdot e \cdot \left(1 + \frac{1}{\sin^2 i}\right) \cdot \cos \omega + \frac{3P}{4 \cdot 2\pi} \cdot e^2 \cdot \left(1 + \frac{4}{3} \cdot \cot^2 i + \frac{2}{3} \cdot \frac{\cot^2 i}{\sin^2 i}\right) \cdot \sin 2\omega + O(e^3) \quad (4.16)$$

Εντελώς αντίστοιχα η χρονική στιγμή  $O_{E,II}$  αναμενόμενης παρατήρησης του δευτερεύοντος ελαχίστου κατά τον τυχαίο τροχιακό κύκλο  $E$  δίνεται από την σχέση :

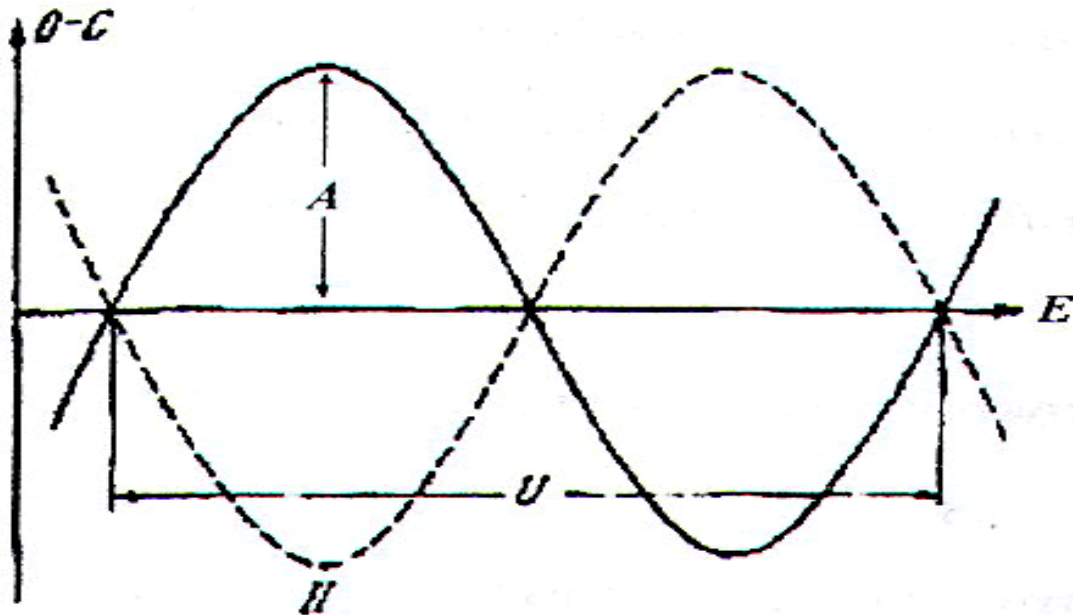
$$O_{E,II} = T_{0,II} + E \cdot P + \frac{P}{2\pi} \cdot e \cdot \left(1 + \frac{1}{\sin^2 i}\right) \cdot \cos \omega + \frac{3P}{4 \cdot 2\pi} \cdot e^2 \cdot \left(1 + \frac{4}{3} \cdot \cot^2 i + \frac{2}{3} \cdot \frac{\cot^2 i}{\sin^2 i}\right) \cdot \sin 2\omega + O(e^3) \quad (4.17)$$

Τελικά τα διαγράμματα  $(O-C)_I$  (πρωτεύοντα ελάχιστα) και  $(O-C)_{II}$  (δευτερεύοντα ελάχιστα) διαμορφώνονται βάση των σχέσεων :

$$(O-C)_I = -\frac{P}{2\pi} \cdot e \cdot \left(1 + \frac{1}{\sin^2 i}\right) \cdot \cos(\omega_0 + \dot{\omega}_T \cdot E) \quad (4.18)$$

$$(O-C)_{II} = \frac{P}{2\pi} \cdot e \cdot \left(1 + \frac{1}{\sin^2 i}\right) \cdot \cos(\omega_0 + \dot{\omega}_T \cdot E) \quad (4.19)$$

Οι παραπάνω κατανομές έχουν συνημιτονοειδή μορφή πλάτους :  $A = \frac{P}{2\pi} \cdot e \cdot \left(1 + \frac{1}{\sin^2 i}\right)$  (4.20)



Σχ. 4.5 Διαμόρφωση  $O-C$  διαγράμματος διπλού εκλειπτικού συστήματος με περίοδο περιστροφής της γραμμής των αψίδων  $U$ . Η συνεχής γραμμή αντιστοιχεί στην κατανομή των πρωτεύοντων ελαχίστων και η διακεκομμένη στην κατανομή των δευτερεύοντων ελαχίστων

## Διαφορές O-C λόγω του *Light-Time Effect* (LITE)

### 4.4.1 Εισαγωγή

Τα διπλά εκλειπτικά συστήματα συχνά παρουσιάζουν μεταβολές στην περίοδό τους. Σε μερικές περιπτώσεις η αιτία για αυτές τις μεταβολές μπορεί να είναι η ύπαρξη ενός τρίτου σώματος. Το διπλό σύστημα περιστρέφεται γύρω από ένα κοινό κέντρο μάζας και των τριών σωμάτων και έτσι η απόστασή του από εμάς αυξομειώνεται περιοδικά, και προφανώς οι χρόνοι παρατήρησης των φωτομετρικών ελαχίστων μεταβάλλονται και αυτοί.

Η θεωρία του LITE εισήχθη από τον *Irwin* (1959). Πιθανότατα ο πρώτος που ανέφερε το LITE ως πιθανή αιτία μεταβολής της περιόδου του *Algol* ήταν ο *Chandler* (1888), και ο πρώτος που υπολόγισε αυτό το φαινόμενο ήταν ο *Woltjer* (1922). Αργότερα το LITE προτάθηκε πολλές φορές ως ερμηνεία για διπλά εκλειπτικά συστήματα που παρουσίαζαν αλλαγή στην περίοδό τους, εντούτοις γινόταν αποδεκτό μόνο όταν υπήρχαν και άλλες ενδείξεις για την ύπαρξη τρίτου αστέρα στο σύστημα.

Το 1973 οι *Frieboes-Conde* και *Herczeg* (FCH) δημοσίευσαν μια λίστα με τα κριτήρια που θα έπρεπε να πληρούν οι παρατηρήσεις σε διπλά εκλειπτικά συστήματα, ώστε να ερμηνευτούν οι περιοδικές μεταβολές των O-C διαγραμμάτων τους με το LITE.

- Συμφωνία των παρατηρησιακών σημείων με την θεωρητική καμπύλη του LITE
- Τα σημεία των δευτερευόντων ελαχίστων να έχουν ταυτοτική (συμμετρική) συμπεριφορά με αυτά των πρωτευόντων στο διάγραμμα O-C.
- Λογική τιμή της συνάρτησης μάζας, ώστε να αποδεικνύεται η ύπαρξη του τρίτου αστέρα
- Αντίστοιχες μεταβολές στις ακτινικές ταχύτητες των αστέρων

Έκτός από LITE τα φωτομετρικά τριπλά συστήματα αστέρων, παρουσιάζουν και άλλα φαινόμενα ανάλογα προφανώς με το πολύ καλά μελετημένο σύστημα Ήλιος-Γη-Σελήνη. Η δυναμική των τριπλών συστημάτων έχει μελετηθεί από πολλούς επιστήμονες. Η ευκολία στην παρατήρηση τέτοιου είδους συστημάτων γενικά αυξάνει όσο μικρότερη είναι η περίοδος του τρίτου σώματος.

Γνωρίζοντας τις μάζες των αστέρων του τριπλού συστήματος, το πλάτος του LITE αυξάνει ανάλογα με την περίοδο του τρίτου αστέρα. Όταν το τρίτο σώμα παρουσιάζει περίοδο μεγαλύτερη από μερικές δεκαετίες είναι δύσκολο να μετρηθεί διότι τα δεδομένα των παλαιότερων ετών θεωρούνται επισφαλής λόγω της ποιότητας που διέθεταν οι αστρονόμοι μερικές δεκαετίες πιο πριν. Επίσης όταν το τρίτο σώμα έχει περίοδο μικρότερη του ενός έτους, είναι και πάλι πολύ δύσκολο να αποδειχθεί ότι το LITE μέσω της μείωσης της περιόδου του τρίτου σώματος.

Εκτός από τον *Algol* το LITE έχει βρεθεί και στο σύστημα *EE Peg* μετά από φασματοσκοπικές μελέτες που απέδειξαν την ύπαρξη του τρίτου σώματος. Ωστόσο υπάρχει ένα περιορισμένο εύρος περιόδων του τρίτου σώματος, που μπορεί να ανακαλυφθεί το LITE. Αυτό το εύρος διαφέρει από το εύρος των περιόδων που μπορούν να ανακαλυφθούν καλύτερα μέσω φασματοσκοπικών μελετών (μικρότερες περίοδοι) ή όταν το τρίτο σώμα είναι ορατό (μεγαλύτερες περίοδοι).

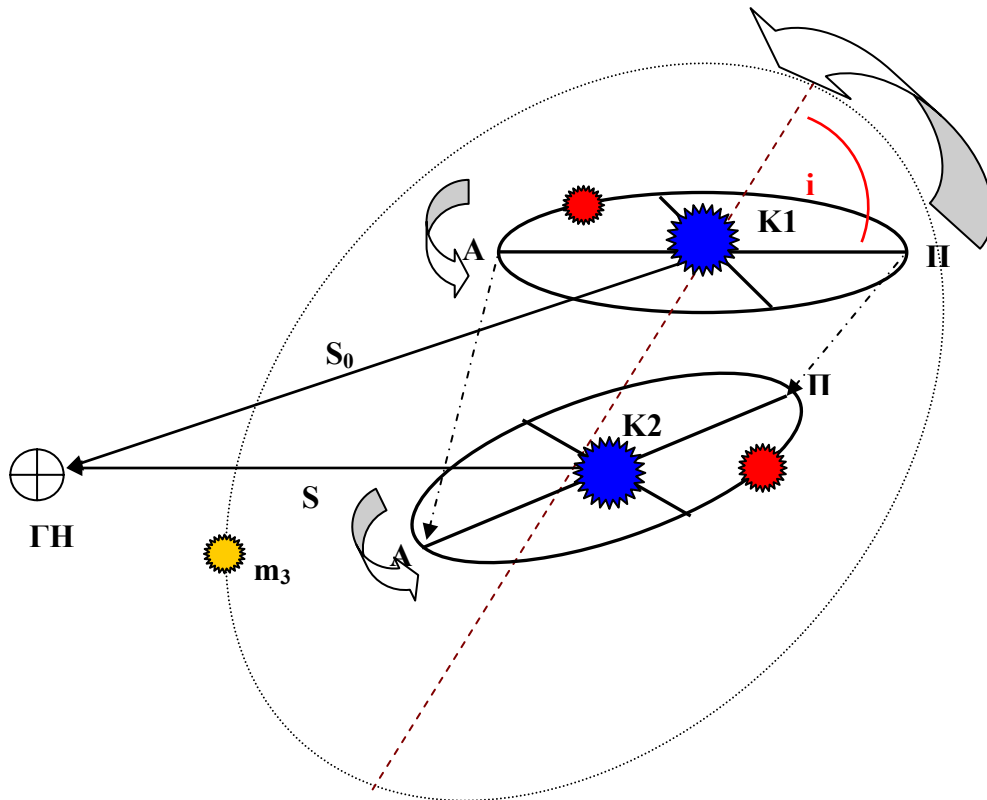
### 4.4.2 Μαθηματικό μοντέλο του LITE

Το LITE προκαλείται από την ύπαρξη ενός τρίτου σώματος στην γειτονιά του διπλού εκλειπτικού συστήματος το οποίο προκαλεί μετατόπιση του κέντρου μάζας του διπλού συστήματος με αποτέλεσμα την χρονική διαφορά μεταξύ των φωτεινών σημάτων που λαμβάνουμε στην γη, που γίνεται αντιληπτή μέσω των διαφορών που προκύπτουν από τα O-C διαγράμματα. Αναλυτικότερα, μπορούμε να πούμε ότι λόγω της μετάθεσης του κέντρου μάζας του διπλού συστήματος, τα φωτομετρικά ελάχιστα παρατηρούνται λίγο νωρίτερα ή αργότερα από τον αναμενόμενο χρόνο, καθώς το φως διανύει λιγότερο ή περισσότερο δρόμο αντίστοιχα, ώσπου να φθάσει σε μας. Με αυτόν τον τρόπο σχηματίζεται μια διαφορά O-C το μέγεθος της οποίας ελέγχεται από την ανά

τροχιακό κύκλο μεταβολή της απόστασης κέντρου μάζας – Γη. Το κέντρο μάζας του διπλού συστήματος διαγράφει ομοιόθετη ελλειπτική τροχιά προς εκείνη του τρίτου σώματος. Η απόστασή του από την γη σε τυχαία χρονική στιγμή δίνεται από την σχέση (Martynov 1973) :

$$S = s_0 + v_{ob} \cdot (t - T_0) + a' \cdot (1 - e' \cdot \cos \varepsilon') \cdot \sin i' \cdot \sin(v' + \omega') \quad (4.21)$$

Όπου  $S_0$  η απόσταση του κέντρου μάζας του συστήματος από την γη την χρονική στιγμή  $T_0$ ,  $U_{ob}$  η συνιστώσα της ταχύτητας του διπλού συστήματος στην διεύθυνση της ευθείας παρατήρησης,  $a'$  το μήκος του ημιάξονα της τροχιάς του κέντρου μάζας του διπλού συστήματος ως προς το κέντρο βάρους του τριπλού συστήματος,  $e'$  η εκκεντρότητα της τροχιάς του κέντρου μάζας του διπλού συστήματος,  $i'$  η κλίση της τροχιάς του τρίτου αστέρα,  $\omega'$  το μήκος του περιάστρου της τροχιάς του και  $v'$ ,  $\varepsilon'$  η αληθής και έκκεντρη ανωμαλία αντίστοιχα του τρίτου αστέρα σε τυχαία χρονική στιγμή.



Σχ.4.6 Η γεωμετρία ενός διπλού εκλειπτικού συστήματος με την παρουσία ενός τρίτου αστέρα ( $m_3$ ), ο οποίος προκαλεί μετάθεση της γραμμής των ασίδων και μετατόπιση του κέντρου μάζας του διπλού συστήματος (από  $K1$  στο  $K2$ ). Επίσης είναι εμφανής η διαφορά δρόμων που ακολουθεί το φως ώσπου να φθάσει σε μας. Στη πρώτη περίπτωση είναι ο  $S_0$ , και στην δεύτερη ο  $S$ .

Αν για το μήκος  $D'$  του ημιάξονα της σχετικής τροχιάς του τρίτου αστέρα ισχύει  $D' \gg D$ , τότε για το  $a'$  έχουμε σύμφωνα με το πρόβλημα των δύο σωμάτων :

$$a' = \frac{m_3}{m_{1,2} + m_3} \cdot D' \quad (4.22)$$

Με την χρήση κατάλληλων αναπτυγμάτων των ποσοτήτων  $1 - e' \cos \varepsilon'$ ,  $\sin v'$ ,  $\cos v'$  ως προς την μέση ανωμαλία  $M'$  του τρίτου σώματος (Martynov 1973), έπεται ότι η χρονική απόσταση  $\frac{S}{c}$  του κέντρου μάζας του διπλού συστήματος από την γη, δίνεται από την εξίσωση φωτός :

$$\frac{S}{c} = \frac{v_{ob}}{c} + \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \left[ -\frac{3}{2} e' \cdot \sin \omega' + \left(1 - \frac{1}{2} e'^2\right) \cdot \sin \left(2\pi \frac{P}{P'} E + N'_0 + \omega'\right) - \frac{1}{8} e'^2 \sin \left(2\pi \frac{P}{P'} E + N'_0 - \omega'\right) + \frac{1}{2} e' \cdot \sin \left(4\pi \frac{P}{P'} E + 2N'_0 + \omega'\right) + \frac{3}{8} e'^2 \cdot \sin \left(6\pi \frac{P}{P'} E + 3N'_0 + \omega'\right) \right] \quad (4.23)$$

Όπου

$$N'_0 = \frac{2\pi}{P'} \cdot T_0 + c' \quad (4.24)$$

Με  $c'$  σταθερά με τιμή που επιλέγεται έτσι ώστε η τιμή της  $M'$  τη χρονική στιγμή  $T_0$  να είναι ίση με μια παρατηρούμενη τιμή  $M_0'$ .

Από την παραπάνω σχέση αποδεικνύεται ότι η χρονικές στιγμές των φωτομετρικών ελαχίστων δίνονται από την σχέση :

$$O_E = T_0 + P \cdot E + \frac{v_{ob}}{c} P \cdot E + \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \left(1 - \frac{1}{2} e'^2\right) \cdot \sin \left(2\pi \frac{P}{P'} \cdot E + N'_0 + \omega'\right) + \frac{e'^2}{8} \cdot \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \sin \left(2\pi \frac{P}{P'} \cdot E + N'_0 - \omega'\right) + \frac{e'}{2} \cdot \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \sin \left(4\pi \frac{P}{P'} \cdot E + 2N'_0 + \omega'\right) + \frac{3}{8} e'^2 \cdot \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \sin \left(6\pi \frac{P}{P'} \cdot E + 3N'_0 + \omega'\right) \quad (4.25)$$

Όπου το άθροισμα των πέντε τελευταίων όρων δίνει την εξίσωση των διαφορών O-C σαν συνάρτηση του τροχιακού κύκλου E

$$(O-C)_E = \frac{v_{ob}}{c} P \cdot E + \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \left(1 - \frac{1}{2} e'^2\right) \cdot \sin \left(2\pi \frac{P}{P'} \cdot E + N'_0 + \omega'\right) + \frac{1}{8} e'^2 \cdot \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \sin \left(2\pi \frac{P}{P'} \cdot E + N'_0 - \omega'\right) + \frac{1}{2} e' \cdot \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \sin \left(4\pi \frac{P}{P'} \cdot E + 2N'_0 + \omega'\right) + \frac{3}{8} e'^2 \cdot \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \sin \left(6\pi \frac{P}{P'} \cdot E + 3N'_0 + \omega'\right) \quad (4.26)$$

Στην τελευταία εξίσωση, ο πρώτος όρος αναφέρεται στην γαλαξιακή κίνηση του συστήματος. Οι υπόλοιποι όροι είναι συναρτήσεις του ημιτόνου της βασικής γωνίας  $2\pi P/P'$  και των πολλαπλάσιων της. Συμπερασματικά μπορούμε να πούμε ότι η τελευταία εξίσωση δείχνει ότι το **διάγραμμα O-C** ενός διπλού εκλειπτικού συστήματος στο οποίο υπάρχει και τρίτος αστέρας, έχει **ημιτονοειδή μορφή πλάτους**

$$B \approx \frac{a' \cdot \sin i'}{c} \cdot \left(1 - \frac{1}{2} e'^2\right) \quad (4.27)$$

Επί της οποίας, εκτός από την βασική συχνότητα  $P/P'$ , θα συνυπάρχουν και οι αρμονικές  $2P/P'$ ,  $4P/P'$ ,...

Αξίζει να παρατηρήσουμε το γεγονός ότι αν και πολλά διαγράμματα O-C παρουσιάζουν ημιτονοειδή συμπεριφορά και δεδομένου ότι η ύπαρξη τρίτου σώματος είναι προφανής αιτία τέτοιας συμπεριφοράς, εν τούτοις τα μοντέλα εξάγουν τιμές για τις μάζες αυτών των αστερών τέτοιες που θα έπρεπε να είναι φωτομετρικά ή φασματοσκοπικά ανιχνεύσιμοι. Κάτι τέτοιο όμως δεν συμφωνεί με τις παρατηρήσεις αφού σε πολύ λίγα τέτοια συστήματα έχει όντως παρατηρηθεί και ο τρίτος αστέρας. Η ερμηνεία των ημιτονοειδών O-C διαγραμμάτων μέσω της ύπαρξης τρίτου σώματος, έχει αποδειχθεί πολλές φορές ανεπαρκής και πλέον για να εξηγηθούν αυτές οι μορφές υποτίθεται ευρέως ότι οι αιτίες που δημιουργούν αυτές τις περιοδικότητες σχετίζονται με φυσικές διεργασίες που λαμβάνουν χώρα στο εσωτερικό των αστερών του συστήματος.



#### 4.4.3 Παρατηρήσεις του LITE σε διπλά συστήματα αστερών

Τελικά για την εξαγωγή συμπερασμάτων από το LITE χρησιμοποιούμε τις παρακάτω εξισώσεις :

- **Μεταβολές των παρατηρούμενων χρόνων φωτομετρικών ελαχίστων**

$$O - C = \frac{A}{1 - e^2 \cos^2 \omega} \left[ \frac{1 - e^2}{1 + e \cos \nu} \sin(\nu + \omega) + e \sin \omega \right] \quad (4.28)$$

- **Παρατηρούμενο ημιπλάτος της καμπύλης του LITE**

$$A = \frac{1}{2} [(O - C)_{\max} - (O - C)_{\min}] = \frac{a_{12} \sin i \sqrt{1 - e^2 \cos^2 \omega}}{173.15} \quad (4.29)$$

- **Συνάρτηση μάζας**

$$f(m_3) = \frac{(\alpha_{12} \sin i)^3}{P_2^2} = \frac{(m_3 \sin i)^3}{(m_1 + m_2 + m_3)^2} = \frac{1}{P_2^2} \left[ \frac{173.15 A}{\sqrt{1 - e^2 \cos^2 \omega}} \right]^3 \quad (4.30)$$

- **Ακτινικές ταχύτητες των αστερών του διπλού συστήματος**

$$V_r = K [\cos(\nu + \omega) + e \cos \omega] \quad (4.31)$$

$$\text{Όπου } K = \frac{A}{P_2} \frac{5156}{\sqrt{[(1 - e^2)(1 - e^2 \cos^2 \omega)]}} \quad (4.32)$$

Όπου  $\nu$  η αληθινή ανωμαλία,  $e$  η εκκεντρότητα,  $\omega$  το μήκος του περιάστρου,  $i$  η κλίση της τροχιάς,  $P_2$  η περίοδος της τροχιάς εκφρασμένη σε years. Οι παραπάνω μεταβλητές αναφέρονται στο τρίτο σώμα.  $\alpha_{12}$  ο ημιάξονας της τροχιάς του διπλού συστήματος γύρω από το βαρύκεντρο του τριπλού συστήματος εκφρασμένο σε AU,  $A$  το ημιπλάτος εκφρασμένο σε days και η ακτινική ταχύτητα και ο όρος  $K$  εκφρασμένα σε km/s.

#### 4.4.3.1 LITE και περιστροφή της γραμμής των αψίδων

Η ύπαρξη ενός τρίτου αστέρα με τροχιά γύρω από ένα διπλό εκλειπτικό σύστημα, μπορεί να προκαλέσει, όπως αναφέρθηκε και στην παράγραφο 4.3.2, μετάθεση της γραμμής των αψίδων του διπλού συστήματος. Έχει παρατηρηθεί ότι μπορεί σε ένα σύστημα να έχουμε ταυτόχρονα LITE και μετάθεση της γραμμής των αψίδων, οπότε τα παρατηρούμενα O-C διαγράμματα προκύπτουν από τις επιρροές και των δύο παραπάνω φαινομένων όπως δείχνει η παρακάτω σχέση :

$$(O-C)_{OBS} = (O-C)_{LITE} + (O-C)_{APS} \quad (4.33)$$

Από την θεωρία και τις εξισώσεις του LITE και της μετάθεσης της γραμμής των αψίδων λόγω τρίτου σώματος μένει να καθοριστούν οι παρακάτω δέκα ανεξάρτητες μεταβλητές :

$$\begin{aligned} T_0, P_s, e, \dot{\omega}, \omega_0 &\rightarrow \text{για την μετάθεση της γραμμής των αψίδων} \\ A, T_3, P_3, e_3, \omega_3 &\rightarrow \text{για το LITE (παράμετροι του τρίτου σώματος)} \end{aligned}$$

Η σχέση μεταξύ αληθούς  $P_s$  και ανώμαλης  $P_a$  περιόδου δίνεται από την σχέση :

$$P_s = P_a \left( 1 - \frac{\dot{\omega}}{360^0} \right) \quad (4.34)$$

Και η περίοδος της περιστροφής των αψίδων  $U$  από την σχέση :  $U = 360^0 \frac{P_a}{\dot{\omega}}$  (4.35)

#### 4.4.3.2 Το LITE σε συστήματα όπου το τρίτο σώμα έχει μικρή περίοδο

Με τον όρο μικρή περίοδο του τρίτου σώματος εννοούμε ότι η περίοδος του τρίτου μέλους είναι συγκρίσιμη με αυτή του διπλού συστήματος. Το ημιπλάτος  $D$  της καμπύλης του LITE πλέον εξαρτάται από τον λόγο των περιόδων  $P_1^2/P_2$  (όπου  $P_1$  η περίοδος του διπλού συστήματος και  $P_2$  η περίοδος του τρίτου σώματος γύρω από το βαρύκεντρο του τριπλού συστήματος). Επομένως η εξίσωση του ημιπλάτους θα δίνεται πλέον από την σχέση :

$$A + D = \frac{1}{2} [(O-C)_{\max} - (O-C)_{\min}] \quad (4.36)$$

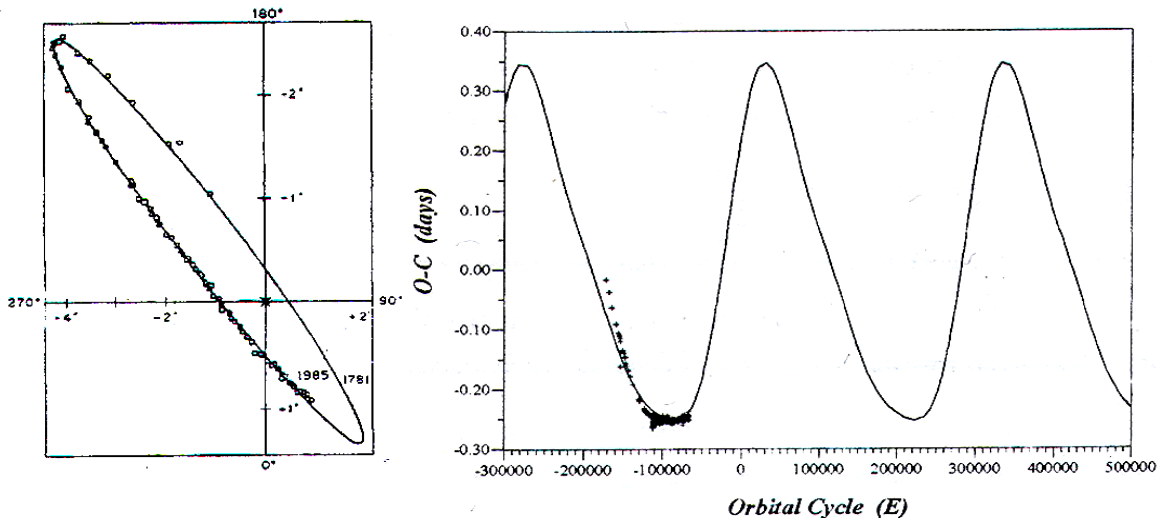
Στα συστήματα που έχουν παρατηρηθεί, έχει βρεθεί ότι η τροχιά του διπλού συστήματος είναι κυκλική, οπότε η εξίσωση που είχε εξάγει ο *Soderhjelm (1982)* επαναδιατυπώθηκε από τον *Mayer (1988)* ως εξής :

$$O - C = \frac{3m_3P_1^2}{2922(m_1 + m_2 + m_3)P_2(1 - e^2)^{3/2}} \left[ \left( Z - \frac{2}{3} \right) (u - 1 + e \sin u) + (2 - Z)S \right] \quad (4.37)$$

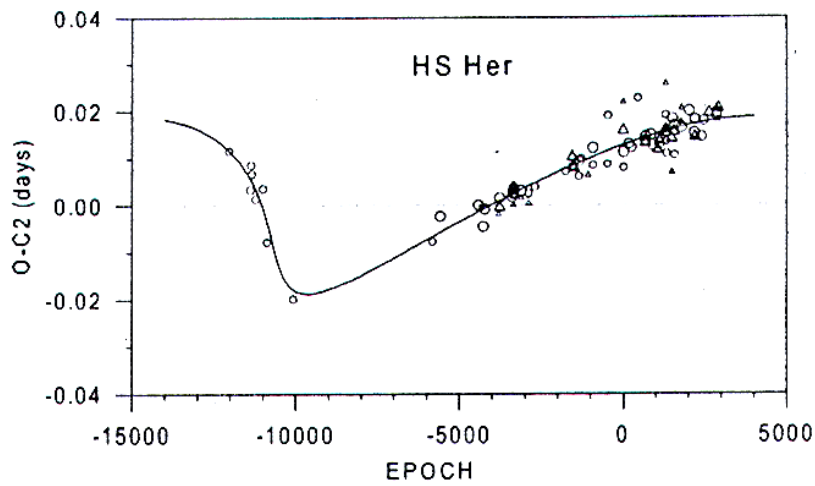
Όπου  $Z = \cos j (1 + \cos j)$ , με  $j$  να παριστάνει την κλίση των δύο τροχιών ως προς τον οπτικό άξονα που γης- κέντρου μάζας τριπλού συστήματος

$$\text{Όπου } S = \sin 2(u + \omega) + e \sin(u + \omega) + \frac{1}{3} \sin(3u + 2\omega) \quad (4.38)$$

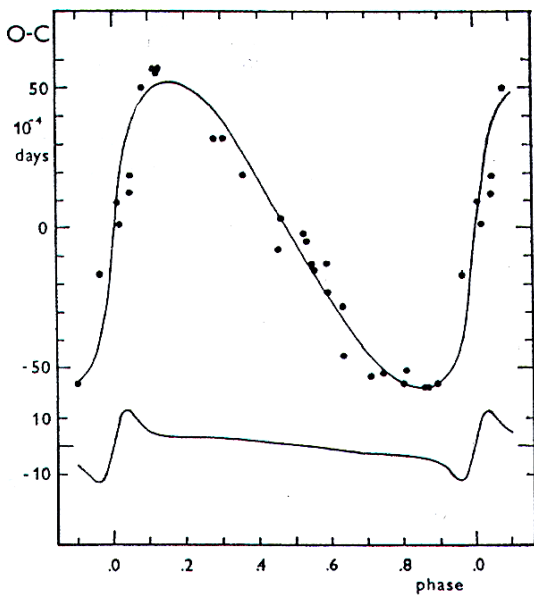
Επίσης η παραπάνω εξίσωση στηρίζεται στην υπόθεση της σύγχρονης περιστροφής των μελών του διπλού συστήματος.



Σχ.4.7 Η φαινόμενη τροχιά του αστέρα 44i Boo (αριστερά), και το διάγραμμα O-C (δεξιά).  
(πηγή: Hill et al. 1989)



Σχ.4.8 Το O-C διάγραμμα του αστέρα HS Her και η θεωρητική καμπύλη που προέκυψε λαμβάνοντας υπόψη τις παραμέτρους του LITE και της μετάθεσης της γραμμής των αψίδων. Το τρίτο σώμα βρέθηκε να έχει περίοδο περιφοράς 86 years και πλάτος της καμπύλης να είναι ίσο με 0.02 days.  
(πηγή : M. Wolf et al.2001)



Σχ.4.9 Το O-C διάγραμμα του αστέρα IU Aur όπου το τρίτο μέλος έχει μικρή περίοδο περιφοράς. Η θεωρητική καμπύλη έγινε βάση των παραμέτρων  $e=0.54$ ,  $j=45^{\circ}$ ,  $\omega=5^{\circ}$ . Η καμπύλη είναι αποτέλεσμα του LITE και του δυναμικού όρου της παραγράφου 4.4.3.2. Η κάτω καμπύλη είναι το αποτέλεσμα ΜΟΝΟ του δυναμικού όρου. (πηγή : P. Mayer 1990)



## ΚΕΦΑΛΑΙΟ 5ο

# ΕΠΕΞΕΡΓΑΣΙΑ, ΑΝΑΛΥΣΗ ΚΑΙ ΜΕΛΕΤΗ ΤΩΝ ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΕΩΝ ΣΕ ΕΠΙΛΕΓΜΕΝΑ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΑΣΤΕΡΩΝ

### 5.1 Το σύστημα TX Her

#### 5.1.1 Εισαγωγή

Το διπλό εκλειπτικό σύστημα TX Her ( $\alpha_{2000} = 17^{\text{h}} 18^{\text{m}} 36.33^{\text{sec}}$ ,  $\delta_{2000} = +41^{\circ} 53' 17.6''$ ) είναι τύπου Algol (βλ. παρ. 1.4.3.3.1) και ανακαλύφθηκε από την Cannon στο αστεροσκοπείο του Harvard το 1910. Λόγω του ότι είναι σχετικά λαμπρό σύστημα ( $8^{\text{ου}}$  μεγέθους) και εύκολα παρατηρήσιμο, τράβηξε γρήγορα την προσοχή των αστρονόμων. Οπτικές παρατηρήσεις έχουν δημοσιευτεί από τους Cannon (1910), Lazzarino (1914), Belanovskij (1925), Hellerich (1921), Okunew (1928), Gdomski (1926, 1935), Himpel (1936), Lause (1936, 1938), Domke (1953), Braune & Hubscher, Quester (1962, 1967), Rudolf (1960), Fitch (1964), Kizilirmak & Pohl (1964, 1969), Oburka (1965). Φωτογραφικές παρατηρήσεις έχουν πραγματοποιηθεί από τους Baker (1921) και Gaboshkin (1953). Φωτοηλεκτρικές παρατηρήσεις έχουν πραγματοποιηθεί από τους Piotrowski (1951), Botsula (1956, 1958), Minti & Dinesku (1966), Gulmen & Roth (1970, 1971), και Popper (1970). Φασματοσκοπικές μελέτες πραγματοποιήθηκαν από τους Plascett (1920), Pike (1931), και Petrie (1951). Πρόκειται για ένα αποχωρισμένο διπλό σύστημα (βλέπε παρ. 1.4.2.3.2.2) όπου οι αστέρες είναι φασματικού τύπου A7 και F0 και έχουν περίπου τις ίδιες μάζες και ακτίνες. Οι φασματοσκοπικές παράμετροι του συστήματος προσδιορίστηκαν από τον Popper (1970). Οι τροχιακές παράμετροι του συστήματος προήλθαν από φωτοηλεκτρικές παρατηρήσεις στα B και V φίλτρα από τους Vettesnik & Papousek (1973). Το σύστημα παρουσιάζει μεταβολές στην περίοδο του με πλάτος  $0.02^{\text{d}}$  στο O-C διάγραμμά του. Αυτές οι μεταβολές έχουν μελετηθεί από τους Plavec et al. (1960), Vettesnik & Papousek (1973), Bakos & Tremco (1974) και από τον Van Hamme (1982). Οι παραπάνω εργασίες κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι οι μεταβολές της περιόδου του συστήματος είναι αποτέλεσμα ύπαρξης ενός τρίτου αστέρα. Σκοπός της παρούσας εργασίας είναι η μελέτη του LITE που λαμβάνει χώρα σε αυτό το σύστημα λόγω της ύπαρξης τρίτου μέλους, μέσω του O-C διαγράμματός του, και ο προσδιορισμός των παραμέτρων του τρίτου σώματος.

#### 5.1.2 CCD παρατηρήσεις και επεξεργασία των δεδομένων

Σκοπός των παρατηρήσεών μας ήταν ο προσδιορισμός των χρόνων ελαχίστου του συστήματος. Οι παρατηρήσεις με την CCD κάμερα έλαβαν χώρα στις 4 και 10 Νοεμβρίου 2005, από το Γεροσταθοπούλειο Πανεπιστημιακό αστεροσκοπείο (βλ. κεφ. 2)

Για τον προσδιορισμό των χρόνων ελαχίστου χρησιμοποιήθηκε το φίλτρο V και I. Φυσικά δεν ήταν ανάγκη να χρησιμοποιηθούν δύο φίλτρα, αλλά εφόσον ο χρόνος έκθεσης των φωτογραφιών ήταν μόλις 4 sec, λόγω του ότι το σύστημα είναι λαμπρό, κρίναμε σκόπιμο να χρησιμοποιήσουμε δύο φίλτρα έτσι ώστε να επιτύχουμε μεγαλύτερη ακρίβεια στον προσδιορισμό των χρόνων ελαχίστων. Η διάρκεια της κάθε παρατήρησης ήταν περίπου 3 ώρες, η θερμοκρασία της CCD κάμερας ήταν στους  $-14^{\circ}\text{C}$  και ο καιρός πολύ καλός.

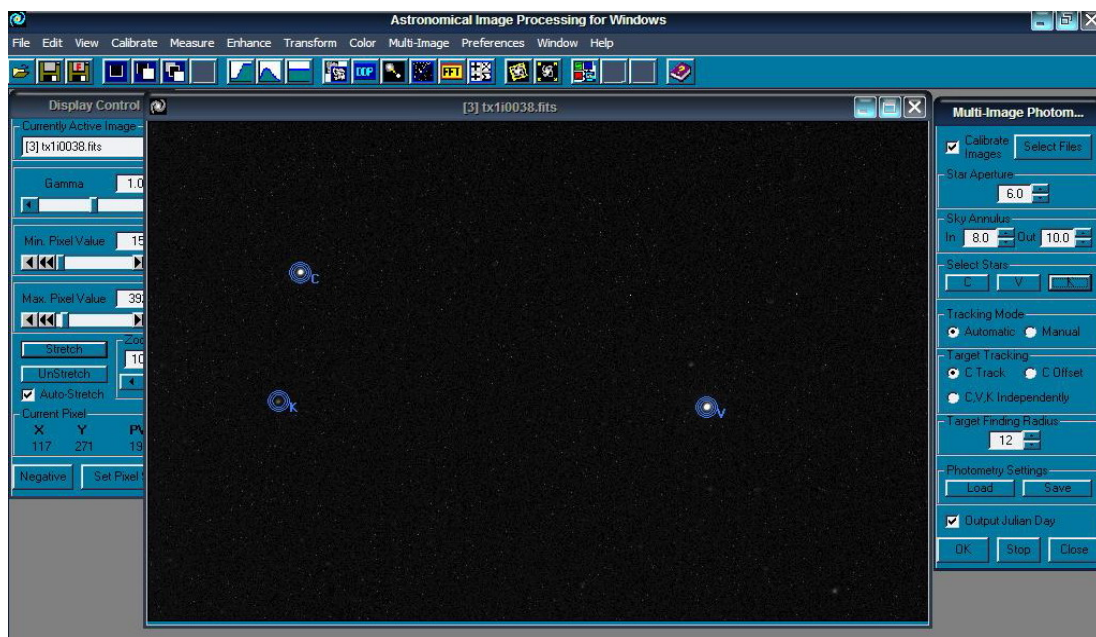


Εικ.5.1 Πρωταρχική εικόνα του πεδίου του συστήματος TX Her (εντός του κόκκινου κύκλου)

Όπως αναφέραμε στο κεφάλαιο 3, η επεξεργασία (διόρθωση) των εικόνων γίνεται με το πρόγραμμα AIP4WIN. Ελήφθησαν εικόνες Dark ίσου χρόνου έκθεσης με αυτών των εικόνων του αστρικού πεδίου, και εικόνες Flat field στα φίλτρα V και I στο τέλος της παρατήρησης (βλ. παρ.2.3.7)

Πίνακας 5.1 Οι αστέρες σύγκρισης (comparison star C) και ελέγχου (check star K) που επιλέχθηκαν για την φωτομετρία

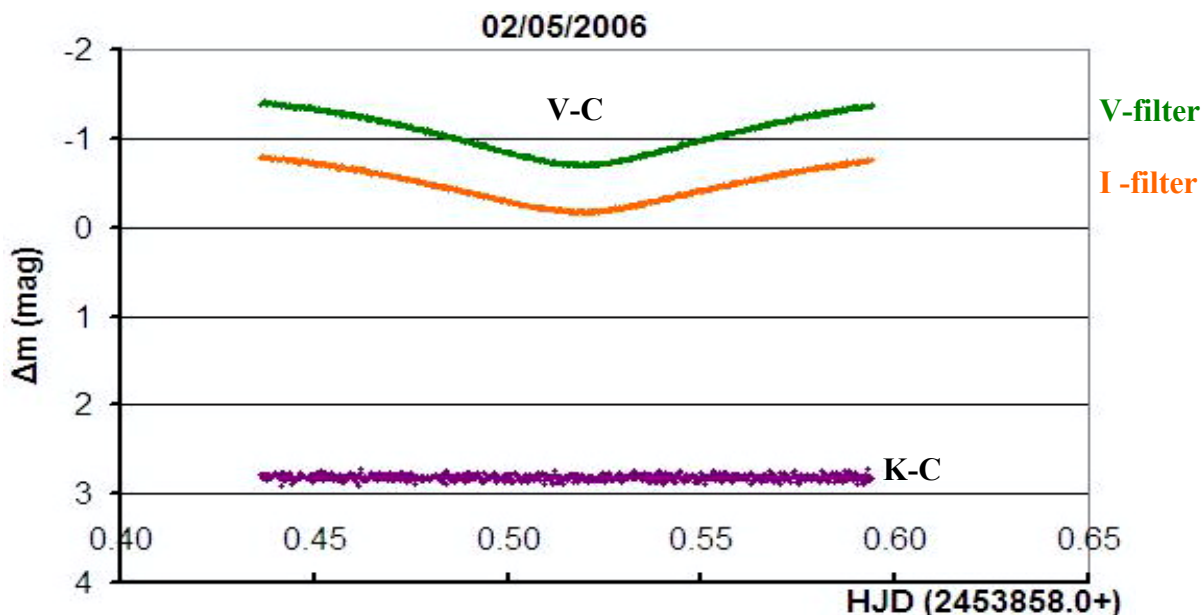
	Αστέρας	Φαινόμενο μέγεθος (mag)
V	TX Her	8.54/9.31
C	GSC3081:1072	9.3
K	GSC3081:1437	11.6



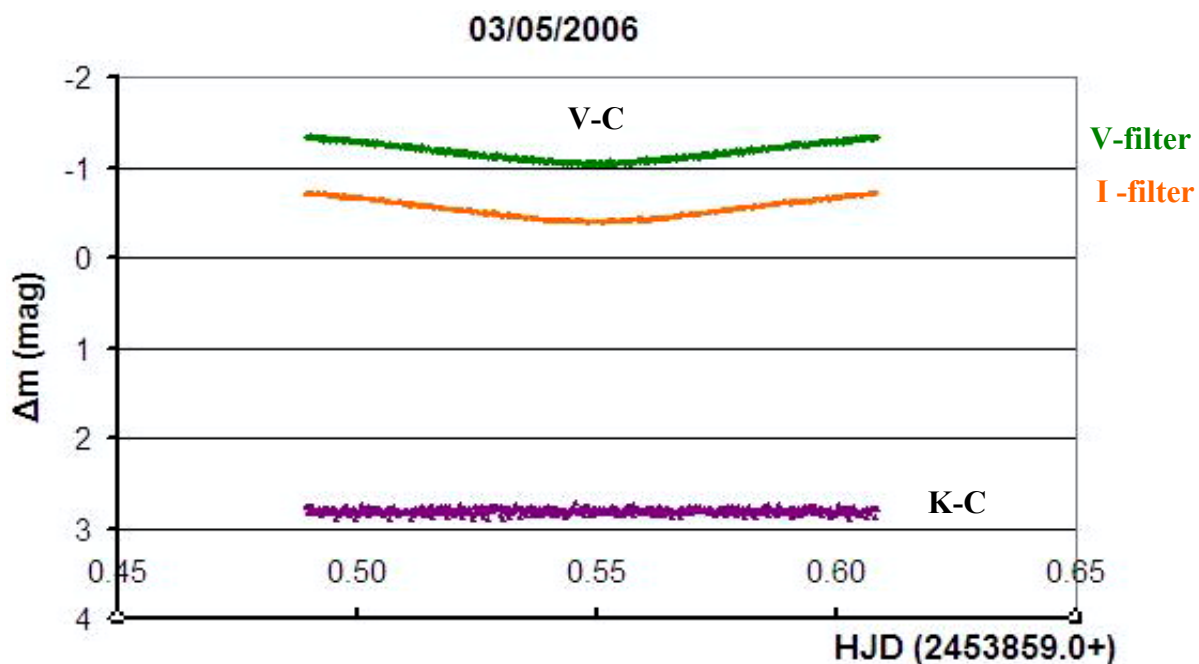
Εικ.5.2 Η φωτομετρία διαφράγματος του συστήματος TX Her με το πρόγραμμα AIP4WIN

### 5.1.2.1 Διαγράμματα V-C και K-C

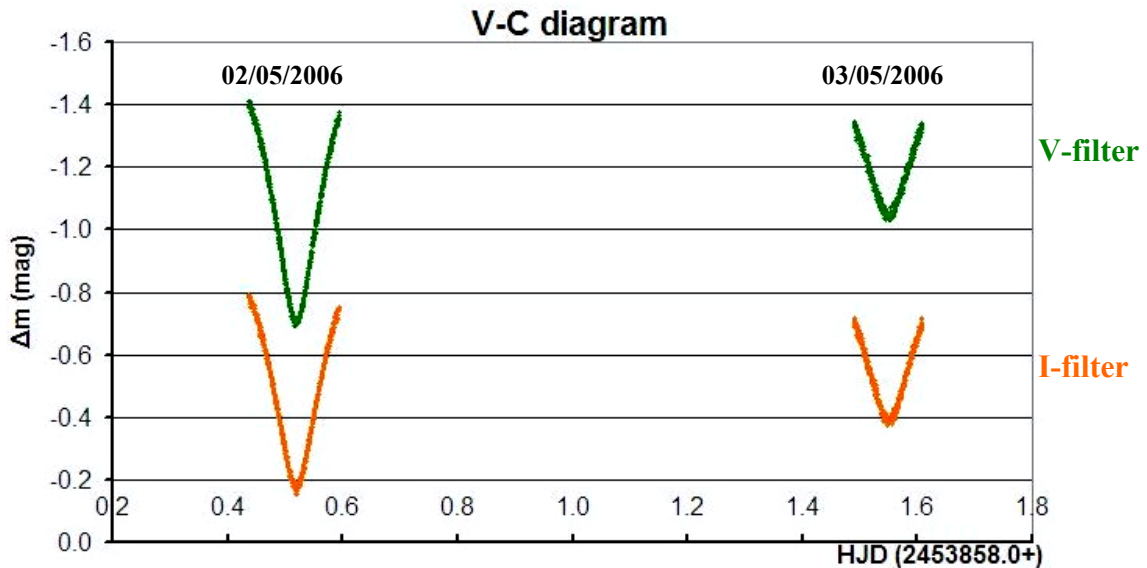
Τα αποτελέσματα της φωτομετρίας του TX Her για τη κάθε μέρα παρατήρησης παρουσιάζονται στα παρακάτω διαγράμματα. Στον οριζόντιο άξονα αναγράφεται ο Ηλιοκεντρικός χρόνος **HJD** (βλ. παρ.3.2), και στον κατακόρυφο η διαφορά φαινομένων μεγεθών  $\Delta m$ . Οι καμπύλες με πράσινο χρώμα αντιστοιχούν στο V φίλτρο και αυτές με το πορτοκαλί στο I φίλτρο.



Σχ.5.1 Οι φωτομετρικές καμπύλες V-C και K-C του TX Her στα V και I φίλτρα στις 02/05/2006



Σχ.5.2 Οι φωτομετρικές καμπύλες V-C και K-C του TX Her στα V και I φίλτρα στις 03/05/2006



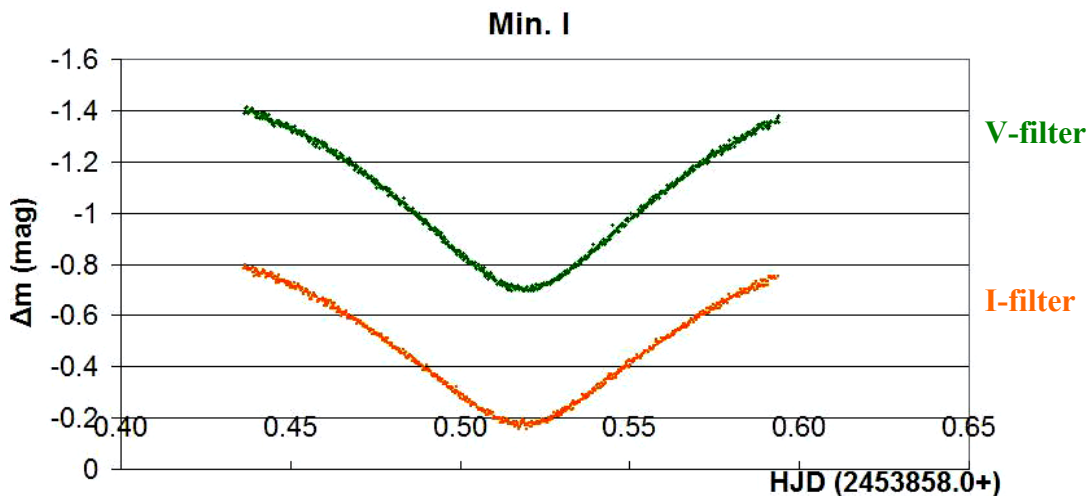
Σχ.5.3 Το παραπάνω διάγραμμα V-C παρουσιάζει τα φωτομετρικά ελάχιστα του TX Her στα V και I φίλτρα αντίστοιχα. Το πρωτεύον ελάχιστο (βαθύ) παρατηρήθηκε στις 02/05/2006 και το δευτερεύον (ρηχό) στις 03/05/2006.

### 5.1.2.2 Υπολογισμός των χρόνων ελαχίστου από τις καμπύλες φωτός

Για τον υπολογισμό των χρόνων ελαχίστου (minima) χρησιμοποιούμε τη μέθοδο *Kwee & Van Woerden* (βλ. παρ.3.4). Λόγω του ότι στις παρατηρήσεις μας χρησιμοποιήσαμε δύο φίλτρα, ο χρόνος ελαχίστου και το σφάλμα του θα προκύψει από τον μέσο όρο των χρόνων ελαχίστου που δίνουν τα δύο φίλτρα. Την πρώτη μέρα των παρατηρήσεων (02/05/2006), ο αστέρας παρουσίασε το πρωτεύον ελάχιστο. Οι τιμές παρουσιάζονται στον παρακάτω πίνακα.

Πίνακας 5.2 Οι τιμές του πρωτεύοντος ελαχίστου, το σφάλμα τους για το κάθε φίλτρο και ο μέσος όρος τους

Filter	V	I	
Min.I	2453858.51920 ± 0.00005	2453858.51918 ± 0.00004	<b>2453858.51919</b> <b>± 0.00005</b>



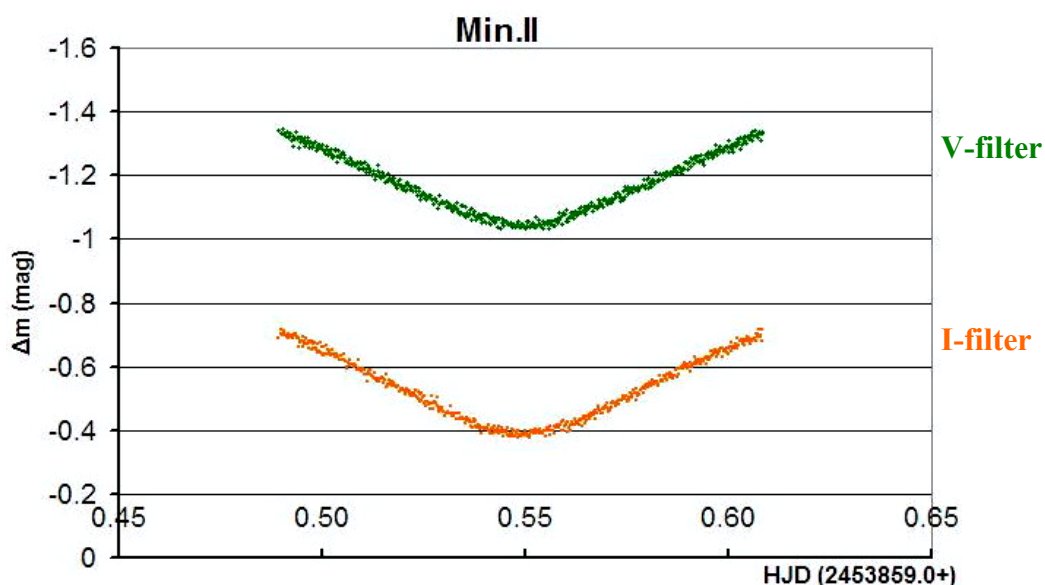
Σχ.5.4 Το πρωτεύον ελάχιστο του TX Her όπως παρατηρήθηκε στις 02/05/2006



Την δεύτερη ημέρα των παρατηρήσεων (03/05/2006), ο αστέρας παρουσίασε το δευτερεύον ελάχιστο. Οι τιμές παρουσιάζονται στον παρακάτω πίνακα.

Πίνακας 5.3 Οι τιμές του δευτερεύοντος ελαχίστου, το σφάλμα τους για το κάθε φίλτρο και ο μέσος όρος τους

Filter	V	I	
<b>Min.II</b>	2453859.54930 ± 0.00007	2453859.54935 ± 0.00006	<b>2453859.54933</b> ± <b>0.00006</b>



Σχ.5.5 Το δευτερεύον ελάχιστο του TX Her όπως παρατηρήθηκε στις 03/05/2006

Τέλος παραθέτουμε τον πίνακα στον οποίο περιέχονται οι τιμές των δύο παραπάνω ελαχίστων οι οποίες θα χρησιμοποιηθούν στην επόμενη παράγραφο για την κατασκευή του O-C διαγράμματος του αστέρα TX Her.

Πίνακας 5.4 Οι τιμές των χρόνων ελαχίστων που υπολογίστηκαν από τις παρατηρήσεις μας

<b>Min.I</b>	<b>2453858.51919 ± 0.00005</b>
<b>Min.II</b>	<b>2453859.54933 ± 0.00006</b>

### 5.1.2.3 Το διάγραμμα O-C

Για να κατασκευάσουμε το διάγραμμα O-C (βλ. παρ. 3.6) του TX Her χρησιμοποιήσαμε την εφημερίδα του *Kreiner*\* η οποία είναι η εξής :  $T_0 = 2440008.3688$  και  $P = 2.05980976$  d

$$\text{Min.I} = 2440008.3688 + 2.05980976E$$

Οι χρόνοι ελαχίστων που βρήκαμε στην βιβλιογραφία, και χρησιμοποιούμε για την κατασκευή του διαγράμματος, παρατίθενται στον παρακάτω πίνακα.

\*<http://www.as.ap.krakow.pl/o-c/data/getdata.php3?TX%20HER>

Πίνακας 5.5 Οι χρόνοι ελαχίστων του TX Her από το 1930 έως σήμερα. Ο πίνακας περιέχει επίσης το σφάλμα της κάθε τιμής, το είδος του ελαχίστου, τον τρόπο παρατήρησης, το όνομα του παρατηρητή, το περιοδικό που δημοσιεύτηκε και το έτος δημοσίευσης. Μετά το 1973, έχουν συμπεριληφθεί μόνο φωτοηλεκτρικές και CCD παρατηρήσεις, διότι τις θεωρούμε πιο ακριβείς.

Minima	Error	Type		Observer	Published in	Year
2418215.5790		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2418967.4064		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2419340.2330		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2419564.7440		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2419639.9262		sec	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2419686.2760		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2419964.3440		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2419998.3400		sec	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2419999.3680		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2420035.4170		sec	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2420036.4470		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2420063.2240		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2420206.3830		sec	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2420240.3620		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2420603.9150		sec	pg	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2421008.6700		pri	pg	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2422959.3140		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2422960.3400		sec	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2423682.3200		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2423826.5020		pri	v	Tsesevitch,V.P.	Odessa Izv.(part 2)	1954
2424619.5290		pri	v	Gadomski,J.	Circ.Obs.Cracovie	1926
2424620.5660		sec	v	Gadomski,J.	Circ.Obs.Cracovie	1926
2425099.4810	0.00800	pri	v	Kreiner,J.M.	unpublished	1994
2425474.3460	0.00300	pri	v	Szczyrbak,S.	Acta Astr.ser.c	1930
2425855.4230	0.00300	pri	v	Szczyrbak,S.	Acta Astr.ser.c	1930
2426820.4423		sec	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2426821.4730		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2427367.3280	0.00300	pri	pv	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2427368.3690	0.00500	sec	pv	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2427398.2250		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2427399.2540		sec	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2428022.3422	0.00250	pri	v	Lause,F.	A.N.	1936
2428023.3755	0.00460	sec	v	Lause,F.	A.N.	1936
2428366.3292	0.00270	pri	v	Lause,F.	A.N.	1938
2428373.5346	0.00400	sec	v	Lause,F.	A.N.	1938
2428779.3307	0.00360	sec	v	Lause,F.	A.N.	1938
2428782.4143	0.00090	pri	v	Lause,F.	A.N.	1938
2429888.5270		pri	pg	Gaposchkin,S.	Harvard Ann.	1953
2430325.1980		pri	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2430326.2280		sec	v	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973

Minima	Error	Type		Observer	Published in	Year
2433054.4450	0.00300	pri	e	Piotrowski,S.,Strzalkowski,A.	Acta Astr.ser.c	1951
2433124.4790	0.00400	pri	e	Piotrowski,S.,Strzalkowski,A.	Acta Astr.ser.c	1951
2433394.3100		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2433911.3200		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2433974.1510		sec	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2433976.2090		sec	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2434088.4670		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2434477.7700		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2434664.1860		sec	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2434665.2120		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2435645.6800		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2436293.4909		sec	e	Bocula,R.A.	Izv.Engelhardt Obs	1968
2436323.3568		pri	e	Bocula,R.A.	Izv.Engelhardt Obs	1968
2436638.5080		pri	e	Bocula,R.A.	Izv.Engelhardt Obs	1968
2437016.4817		sec	e	Bocula,R.A.	Izv.Engelhardt Obs	1968
2437045.3184		sec	e	Bocula,R.A.	Izv.Engelhardt Obs	1968
2437248.2115		pri	e	Bocula,R.A.	Izv.Engelhardt Obs	1968
2439318.3201		pri	e	Popovici,C.	I.B.V.S.	1966
2439321.4111		sec	e	Popovici,C.	I.B.V.S.	1966
2439598.4520		pri	e	Kizilirmak,A.,Pohl,E.	A.N.	1969
2439941.4158		sec	e	Bakos,G.A.,Tremko,J.	Aph.Sp.Sci.	1974
2439945.5325		sec	e	Bakos,G.A.,Tremko,J.	Aph.Sp.Sci.	1974
2439979.5180		pri	e	Pohl,E.,Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1970
2440008.3573		pri	e	Pohl,E.,Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1970
2440226.6980		pri	e	Bakos,G.A.,Tremko,J.	Aph.Sp.Sci.	1974
2440318.3594		sec	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440319.3892		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440320.4198		sec	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440321.4486		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440322.4785		sec	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440323.5086		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440324.5396		sec	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440326.5986		sec	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440355.4386		sec	e	Bakos,G.A.,Tremko,J.	Aph.Sp.Sci.	1974
2440389.4232		pri	e	Pohl,E.,Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1970
2440422.3815		pri	eV	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440423.4118		sec	eV	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2440426.4994		pri	e	Bakos,G.A.,Tremko,J.	Aph.Sp.Sci.	1974
2440426.5015		pri	e	Pohl,E.,Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1970
2440451.2156	0.00200	pri	e	Bocula,R.A.	Publ. Eng. Obs.	1968
2440452.2470	0.00200	sec	e	Bocula,R.A.	Publ. Eng. Obs.	1968
2440456.3772	0.00200	sec	e	Bocula,R.A.	Publ. Eng. Obs.	1968
2440735.4714	0.00010	pri	eV	Battistini,P. et al	I.B.V.S.	1974
2440834.3431		pri	e	Kizilirmak,A.,Pohl,E.	I.B.V.S.	1971
2441182.4508	0.00030	pri	eB	Battistini,P. et al	I.B.V.S.	1974

<b>Minima</b>	<b>Error</b>	<b>Type</b>		<b>Observer</b>	<b>Published in</b>	<b>Year</b>
2441182.4511	0.00020	pri	eV	Battistini,P. et al	I.B.V.S.	1974
2441215.4076		pri	e	Vetesnik,M.,Papousek,J.	B.A.C.	1973
2441455.3767		sec	e	Pohl,E. Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1974
2441491.4223		pri	e	Popovici,C.	I.B.V.S.	1974
2441492.4530		sec	e	Pohl,E. Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1974
2441768.4670		sec	eB	Pohl,E. Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1974
2441768.4677		sec	eV	Pohl,E. Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1974
2441905.4466		pri	e	Bakos,G.A.,Tremko,J.	Aph.Sp.Sci.	1974
2442226.7781	0.00030	pri	e	Scarfe,C.D.,Barlow,D.J.	I.B.V.S.	1978
2442262.8256	0.00050	sec	e	Scarfe,C.D.,Barlow,D.J.	I.B.V.S.	1978
2442279.3030		sec	e	Pohl,E.,Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1975
2442280.3332		pri	e	Pohl,E.,Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1975
2442561.4980		sec	e	Pohl,E.,Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1976
2442570.7668	0.00040	pri	e	Scarfe,C.D.,Barlow,D.J.	I.B.V.S.	1978
2442871.4960	0.00300	pri	v	Pokorny,Z.	Brno Contr.	1978
2442904.4610	0.00300	pri	v	Pokorny,Z.	Brno Contr.	1978
2442939.4743		pri	e	Pohl,E.,Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1977
2442985.8213	0.00070	sec	e	Scarfe,C.D.,Barlow,D.J.	I.B.V.S.	1978
2443974.5363		sec	eV	Pohl,E., Gulmen,O.	I.B.V.S.	1981
2444362.8122	0.00090	pri	e	Scarfe,C.D. et al.	I.B.V.S.	1984
2444731.5240		pri	e	Diethelm,R.	BBSAG Bull.	1981
2444809.7966	0.00070	pri	e	Scarfe,C.D. et al.	I.B.V.S.	1984
2445074.4832		sec	e	Diethelm,R.	BBSAG Bull.	1982
2445141.4309		pri	eV	Braune,W. et al.	B.A.V.Mitt.	1983
2445499.8294	0.00230	pri	e	Scarfe,C.D. et al.	I.B.V.S.	1984
2445532.7877	0.00190	pri	e	Scarfe,C.D. et al.	I.B.V.S.	1984
2446877.8444	0.00040	pri	eR	Caton,D.B. et al.	I.B.V.S.	1991
2446974.6545	0.00030	pri	eR	Caton,D.B. et al.	I.B.V.S.	1991
2447032.3290	0.00030	pri	eV	Kreiner,J.M.,Zola,S.	Acta Astr.	1989
2447034.3895	0.00040	pri	eV	Kreiner,J.M.,Zola,S.	Acta Astr.	1989
2447276.4152		sec	eB	Diethelm,R.	BBSAG Bull.	1988
2447277.4461	0.00060	pri	eV	Kreiner,J.M.,Zola,S.	Acta Astr.	1989
2447324.8207	0.00010	pri	eV	Caton,D.B. et al.	I.B.V.S.	1991
2447378.3741		pri	eV	Huebscher,J. et al.	B.A.V.Mitt.	1989
2447378.3748		pri	eB	Huebscher,J. et al.	B.A.V.Mitt.	1989
2447413.3894		pri	eB	Huebscher,J. et al.	B.A.V.Mitt.	1989
2447413.3915		pri	eV	Huebscher,J. et al.	B.A.V.Mitt.	1989
2447726.4812		pri	e	Isles, J.	BAA VSS Circ.	1992
2448079.7350	0.01000	sec	e	Goss,A.F. et al.	I.A.P.P.P.Comm.	1993
2448449.4722	0.00020	pri	e	Huebscher,J. et al.	B.A.V.Mitt.	1992
2448456.6825	0.00090	sec	cc	Hipparcos	unpublished	2001
2448482.4298	0.00100	pri	eB	Wolf,M.	BBSAG Bull.	1992
2448515.3872	0.00060	pri	cc	Hipparcos	unpublished	2001
2448757.4161	0.00150	sec	eB	Diethelm,R.	BBSAG Bull.	1992
2449549.4082	0.00200	pri	eB	Diethelm,R.	BBSAG Bull.	1994

Minima	Error	Type		Observer	Published in	Year
2449860.4380	0.00070	pri	eB	Blaettler,E.	BBSAG Bull.	1995
2449898.5443	0.00100	sec	eB	Blaettler,E.	BBSAG Bull.	1995
2449930.4693	0.00050	pri	e	Muyesseoglu,Z.et al.	I.B.V.S.	1996
2449932.5312		pri	e	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	1996
2452100.4770	0.00100	sec	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	2003
2453858.51919	0.00005	pri	cc	Gazeas,K.&Liakos,A.	unpublished	2006
2453859.54933	0.00006	sec	cc	Gazeas,K.&Liakos,A.	unpublished	2006

Από τους παραπάνω χρόνους ελαχίστου, και την εφημερίδα του *Kreiner* μπορούμε πλέον να κατασκευάσουμε τον πίνακα τιμών που θα χρησιμοποιήσουμε για την κατασκευή του διαγράμματος O-C.

Πίνακας 5.6 Ο παρακάτω πίνακας περιέχει τις τιμές που προκύπτουν από τους χρόνους ελαχίστου της βιβλιογραφίας. Οι τελευταίες τιμές είναι αυτές που υπολογίστηκαν από μας παρατηρήσεις μας.

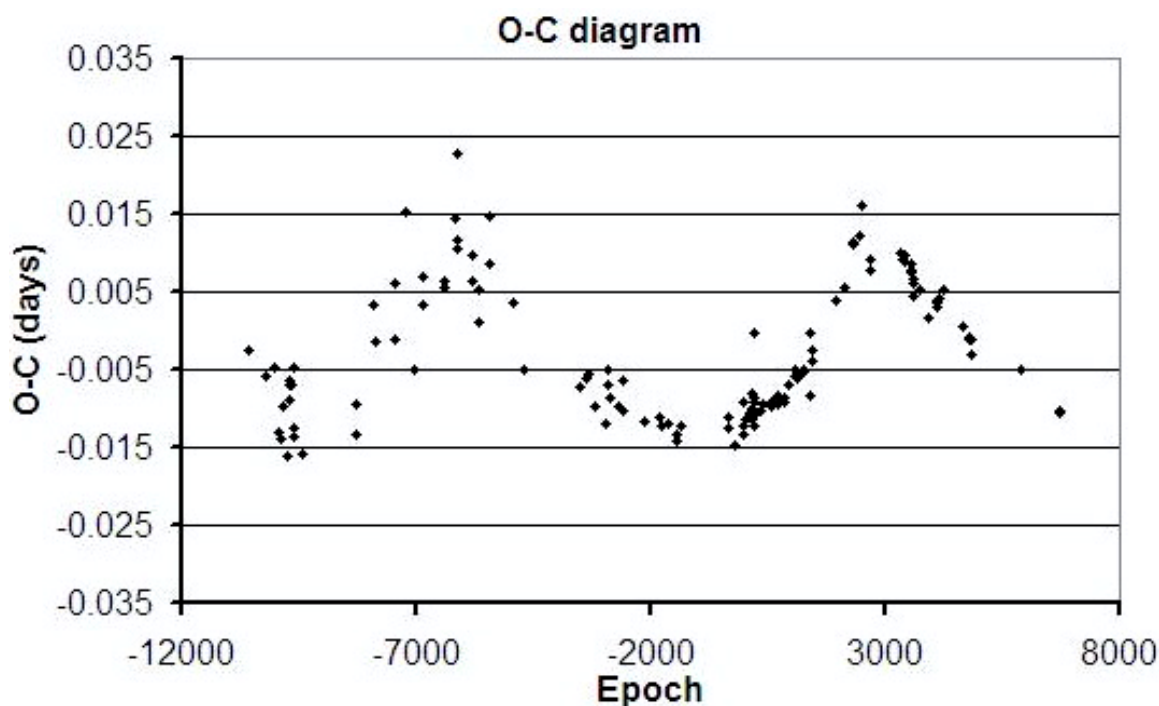
T(obs)	E	E (fixed)	T(cal)	O-C (days)
2418215.57900	-10580.00	-10580.0	2418215.58154	-0.00254
2418967.40640	-10215.00	-10215.0	2418967.41210	-0.00570
2419340.23300	-10034.00	-10034.0	2419340.23767	-0.00467
2419564.74400	-9925.01	-9925.0	2419564.75693	-0.01293
2419639.92620	-9888.51	-9888.5	2419639.93999	-0.01379
2419686.27600	-9866.00	-9866.0	2419686.28571	-0.00971
2419964.34400	-9731.01	-9731.0	2419964.36003	-0.01603
2419998.34000	-9714.50	-9714.0	2419998.34689	-0.00689
2419999.36800	-9714.00	-9714.0	2419999.37679	-0.00879
2420035.41700	-9696.50	-9696.5	2420035.42346	-0.00646
2420036.44700	-9696.00	-9696.0	2420036.45337	-0.00637
2420063.22400	-9683.00	-9683.0	2420063.23089	-0.00689
2420206.38300	-9613.50	-9613.5	2420206.38767	-0.00467
2420240.36200	-9597.01	-9597.0	2420240.37453	-0.01253
2420603.91500	-9420.51	-9420.5	2420603.93096	-0.01596
2421008.67000	-9224.01	-9597.0	2421008.68357	-0.01357
2422959.31400	-8277.00	-8277.0	2422959.32342	-0.00942
2422960.34000	-8276.51	-8276.5	2422960.35332	-0.01332
2423682.32000	-7926.00	-7926.0	2423682.31664	0.00336
2423826.50200	-7856.00	-7856.0	2423826.50333	-0.00133
2424619.52900	-7471.00	-7471.0	2424619.53008	-0.00108
2424620.56600	-7470.50	-7470.5	2424620.55999	0.00601
2425099.48100	-7237.99	-7238.0	2425099.46576	0.01524
2425474.34600	-7056.00	-7056.0	2425474.35113	-0.00513
2425855.42300	-6871.00	-6871.0	2425855.41594	0.00706
2425890.43600	-6854.00	-6854.0	2425890.43270	0.00330
2426820.44230	-6402.50	-6402.5	2426820.43681	0.00549
2426821.47300	-6402.00	-6402.0	2426821.46672	0.00628

<b>T(obs)</b>	<b>E</b>	<b>E (fixed)</b>	<b>T(cal)</b>	<b>O-C (days)</b>
2427299.35700	-6169.99	-6170.0	2427299.34258	0.01442
2427367.32800	-6136.99	-6137.0	2427367.31630	0.01170
2427368.36900	-6136.49	-6136.5	2427368.34621	0.02279
2427398.22500	-6121.99	-6122.0	2427398.21345	0.01155
2427399.25400	-6121.49	-6121.5	2427399.24335	0.01065
2428022.34220	-5819.00	-5819.0	2428022.33581	0.00639
2428023.37550	-5818.50	-5818.5	2428023.36571	0.00979
2428366.32920	-5652.00	-5652.0	2428366.32404	0.00516
2428373.53460	-5648.50	-5648.5	2428373.53337	0.00123
2428779.33070	-5451.49	-5451.5	2428779.31589	0.01481
2428782.41430	-5450.00	-5450.0	2428782.40561	0.00869
2429888.52700	-4913.00	-4913.0	2429888.52345	0.00355
2430325.19800	-4701.00	-4701.0	2430325.20312	-0.00512
2430326.22800	-4700.50	-4700.5	2430326.23302	-0.00502
2432780.48900	-3509.00	-3509.0	2432780.49635	-0.00735
2433054.44500	-3376.00	-3376.0	2433054.45105	-0.00605
2433124.47900	-3342.00	-3342.0	2433124.48458	-0.00558
2433394.31000	-3211.00	-3211.0	2433394.31966	-0.00966
2433911.32000	-2960.01	-2960.0	2433911.33191	-0.01191
2433974.15100	-2929.50	-2929.5	2433974.15611	-0.00511
2433976.20900	-2928.50	-2928.5	2433976.21592	-0.00692
2434088.46700	-2874.00	-2874.0	2434088.47555	-0.00855
2434477.77000	-2685.00	-2685.0	2434477.77959	-0.00959
2434664.18600	-2594.50	-2594.5	2434664.19238	-0.00638
2434665.21200	-2594.00	-2594.0	2434665.22228	-0.01028
2435645.68000	-2118.01	-2118.0	2435645.69173	-0.01173
2436293.49090	-1803.51	-1803.5	2436293.50190	-0.01100
2436323.35680	-1789.01	-1789.0	2436323.36914	-0.01234
2436638.50800	-1636.01	-1636.0	2436638.52003	-0.01203
2437016.48170	-1452.51	-1452.5	2437016.49512	-0.01342
2437045.31840	-1438.51	-1438.5	2437045.33246	-0.01406
2437248.21150	-1340.01	-1340.0	2437248.22372	-0.01222
2439318.32010	-335.01	-335.0	2439318.33253	-0.01243
2439321.41110	-333.51	-333.5	2439321.42225	-0.01115
2439598.45200	-199.01	-199.0	2439598.46666	-0.01466
2439941.41580	-32.50	-32.5	2439941.42498	-0.00918
2439945.53250	-30.51	-30.5	2439945.54460	-0.01210
2439979.51800	-14.01	-14.0	2439979.53146	-0.01346
2440008.35730	-0.01	0.0	2440008.36880	-0.01150
2440226.69800	105.99	106.0	2440226.70863	-0.01063
2440318.35940	150.49	150.5	2440318.37017	-0.01077
2440319.38920	150.99	151.0	2440319.40007	-0.01087

<b>T(obs)</b>	<b>E</b>	<b>E (fixed)</b>	<b>T(cal)</b>	<b>O-C (days)</b>
2440320.41980	151.50	151.5	2440320.42998	-0.01018
2440321.44860	151.99	152.0	2440321.45988	-0.01128
2440322.47850	152.49	152.5	2440322.48979	-0.01129
2440323.50860	152.99	153.0	2440323.51969	-0.01109
2440324.53960	153.50	153.5	2440324.54960	-0.01000
2440326.59860	154.49	154.5	2440326.60941	-0.01081
2440355.43860	168.50	168.5	2440355.44674	-0.00814
2440389.42320	184.99	185.0	2440389.43361	-0.01041
2440422.38150	201.00	201.0	2440422.39056	-0.00906
2440423.41180	201.50	201.5	2440423.42047	-0.00867
2440426.49940	202.99	203.0	2440426.51018	-0.01078
2440426.50150	203.00	203.0	2440426.51018	-0.00868
2440451.21560	214.99	215.0	2440451.22790	-0.01230
2440452.24700	215.49	215.5	2440452.25780	-0.01080
2440456.37720	217.50	217.5	2440456.37742	-0.00022
2440735.47140	353.00	353.0	2440735.48165	-0.01025
2440834.34310	401.00	401.0	2440834.35251	-0.00941
2441182.45080	570.00	570.0	2441182.46036	-0.00956
2441182.45110	570.00	570.0	2441182.46036	-0.00926
2441215.40760	586.00	586.0	2441215.41732	-0.00972
2441455.37670	702.50	702.5	2441455.38516	-0.00846
2441491.42230	720.00	720.0	2441491.43183	-0.00953
2441492.45300	720.50	720.5	2441492.46173	-0.00873
2441768.46700	854.50	854.5	2441768.47624	-0.00924
2441768.46770	854.50	854.5	2441768.47624	-0.00854
2441905.44660	921.00	921.0	2441905.45359	-0.00699
2442226.77810	1077.00	1077.0	2442226.78391	-0.00581
2442262.82560	1094.50	1094.5	2442262.83058	-0.00498
2442279.30300	1102.50	1102.5	2442279.30906	-0.00606
2442280.33320	1103.00	1103.0	2442280.33897	-0.00577
2442561.49800	1239.50	1239.5	2442561.50300	-0.00500
2442570.76680	1244.00	1244.0	2442570.77214	-0.00534
2442871.49600	1390.00	1390.0	2442871.50437	-0.00837
2442904.46100	1406.00	1406.0	2442904.46132	-0.00032
2442939.47430	1423.00	1423.0	2442939.47809	-0.00379
2442985.82130	1445.50	1445.5	2442985.82381	-0.00251
2443974.53630	1925.50	1925.5	2443974.53249	0.00381
2444362.81220	2114.00	2114.0	2444362.80663	0.00557
2444731.52400	2293.01	2293.0	2444731.51258	0.01142
2444809.79660	2331.01	2331.0	2444809.78535	0.01125
2445074.48320	2459.51	2459.5	2445074.47090	0.01230
2445141.43090	2492.01	2492.0	2445141.41472	0.01618

<b>T(obs)</b>	<b>E</b>	<b>E (fixed)</b>	<b>T(cal)</b>	<b>O-C (days)</b>
2445499.82940	2666.00	2666.0	2445499.82162	0.00778
2445532.78770	2682.00	2682.0	2445532.77858	0.00912
2446877.84440	3335.00	3335.0	2446877.83435	0.01005
2446974.65450	3382.00	3382.0	2446974.64541	0.00909
2447032.32900	3410.00	3410.0	2447032.32008	0.00892
2447034.38950	3411.00	3411.0	2447034.37989	0.00961
2447276.41520	3528.50	3528.5	2447276.40754	0.00766
2447277.44610	3529.00	3529.0	2447277.43744	0.00866
2447324.82070	3552.00	3552.0	2447324.81307	0.00763
2447378.37410	3578.00	3578.0	2447378.36812	0.00598
2447378.37480	3578.00	3578.0	2447378.36812	0.00668
2447413.38940	3595.00	3595.0	2447413.38489	0.00451
2447413.39150	3595.00	3595.0	2447413.38489	0.00661
2447726.48120	3747.00	3747.0	2447726.47597	0.00523
2448079.73500	3918.50	3918.5	2448079.73334	0.00166
2448449.47220	4098.00	4098.0	2448449.46920	0.00300
2448456.68250	4101.50	4101.5	2448456.67853	0.00397
2448482.42980	4114.00	4114.0	2448482.42615	0.00365
2448515.38720	4130.00	4130.0	2448515.38311	0.00409
2448757.41610	4247.50	4247.5	2448757.41076	0.00534
2449549.40820	4632.00	4632.0	2449549.40761	0.00059
2449860.43800	4783.00	4783.0	2449860.43888	-0.00088
2449898.54430	4801.50	4801.5	2449898.54536	-0.00106
2449930.46930	4817.00	4817.0	2449930.47241	-0.00311
2449932.53120	4818.00	4818.0	2449932.53222	-0.00102
2452100.47700	5870.50	5870.5	2452100.48200	-0.00500
<b>2453858.51919</b>	<b>6723.99</b>	<b>6724.0</b>	<b>2453858.52963</b>	<b>-0.01043</b>
<b>2453859.54933</b>	<b>6724.50</b>	<b>6724.5</b>	<b>2453859.55953</b>	<b>-0.01021</b>





Σχ.5.6 Το διάγραμμα O-C του TX Her

#### 5.1.4 Το μοντέλο του συστήματος

Οι παράμετροι του αστέρα TX Her προκύπτουν χρησιμοποιώντας το μαθηματικό πρόγραμμα Matlab. Ο κώδικας που χρησιμοποιούμε σε αυτό το πρόγραμμα έχει το όνομα LITE (Zasche 2005) και εμπεριέχει όλες τις εξισώσεις του LITE (βλ. κεφ.4.4.3) αφήνοντας ελεύθερες όλες τις παραμέτρους του τρίτου σώματος. Δίνουμε στο πρόγραμμα κάποιες αρχικές τιμές στις παραμέτρους και του ορίζουμε αριθμό επαναλήψεων ώστε αυτό να συγκλίνει σε παραμέτρους με συγκεκριμένες τιμές. Περισσότερες λεπτομέρειες σχετικά με το πρόγραμμα και την λειτουργία του παρατίθενται στο παράρτημα A της παρούσας εργασίας.

Πίνακας 5.7 Οι αρχικές παράμετροι που χρησιμοποιήσαμε για το TX Her στον κώδικα LITE

$JD_0$ (HJD)	2440008.36890
P (days)	2.0598097198
$P_3$ (days)	19000
$T_0$ (HJD)	2444936.39
A (days)	0.012460
$\Omega$ (deg)	54.227
e	0.62905
qmt (cycles/day)	0.0

Όπου  $JD_0$  και  $P$  είναι ο χρόνος (αρχικού) πρωτεύοντος ελαχίστου και η περίοδος του αντίστοιχα,  $P_3$  είναι η περίοδος του τρίτου σώματος η ύπαρξη του οποίου υποδηλώνεται από την ημιτονοειδή συμπεριφορά του O-C διαγράμματος,  $T_0$  μία τιμή HJD όπου θεωρούμε ότι ξεκινάει η ημιτονοειδής καμπύλη του O-C, δηλαδή η στιγμή όπου το τρίτο σώμα περνά από το περίαστρο της τροχιάς του,  $A$  το πλάτος του ημιτονοειδούς O-C,  $\Omega$  το μήκος του περιάστρου της τροχιάς του τρίτου σώματος,  $e$  η εκκεντρότητα της τροχιάς του τρίτου σώματος και  $qmt$  ο ρυθμός μεταφοράς μάζας.

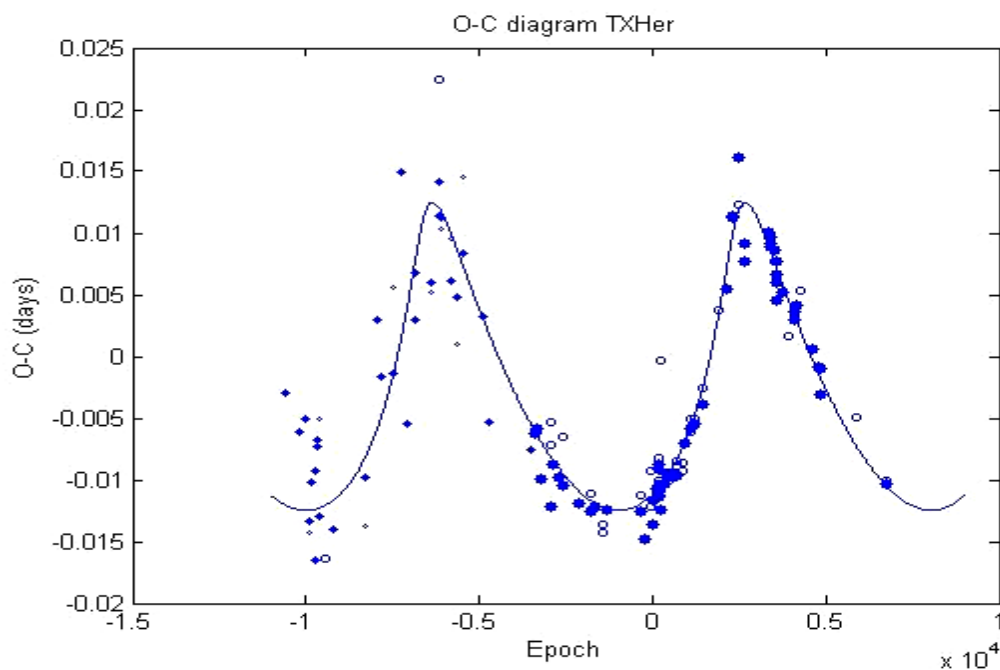
Οι χρόνοι ελαχίστου που χρησιμοποιούμε είναι αυτοί του πίνακα 5.5. Σε κάθε χρόνο ελαχίστου χρησιμοποιούμε στατιστικό βάρος, ανάλογα με την μέθοδο που χρησιμοποιήθηκε για την εξαγωγή του. Θέτουμε στατιστικό βάρος στις οπτικές παρατηρήσεις (**v**) ίσο με 1, στις φωτογραφικές παρατηρήσεις (**p**) ίσο με 5, στις φωτοηλεκτρικές παρατηρήσεις (**e**) ίσο με 10 και τέλος στις ccd παρατηρήσεις (**cc**) ίσο με 10.

*Πίνακας 5.8 Οι χρόνοι ελαχίστου του TX Her, η μέθοδος παρατήρησης και το στατιστικό βάρος (sw) το οποίο θέτουμε*

<b>T(min)</b>	<b>T(min)-2400000</b>	<b>sw</b>		<b>T(min)</b>	<b>T(min)-2400000</b>	<b>sw</b>	
2418215.5790	18215.57900	1	v	2430325.1980	30325.19800	1	v
2418967.4064	18967.40640	1	v	2430326.2280	30326.22800	1	v
2419340.2330	19340.23300	1	v	2432780.4890	32780.48900	1	v
2419564.7440	19564.74400	1	v	2433054.4450	33054.44500	10	e
2419639.9262	19639.92620	1	v	2433124.4790	33124.47900	10	e
2419686.2760	19686.27600	1	v	2433394.3100	33394.31000	10	e
2419964.3440	19964.34400	1	v	2433911.3200	33911.32000	10	e
2419998.3400	19998.34000	1	v	2433974.1510	33974.15100	10	e
2419999.3680	19999.36800	1	v	2433976.2090	33976.20900	10	e
2420035.4170	20035.41700	1	v	2434088.4670	34088.46700	10	e
2420036.4470	20036.44700	1	v	2434477.7700	34477.77000	10	e
2420063.2240	20063.22400	1	v	2434664.1860	34664.18600	10	e
2420206.3830	20206.38300	1	v	2434665.2120	34665.21200	10	e
2420240.3620	20240.36200	1	v	2435645.6800	35645.68000	10	e
2420603.9150	20603.91500	5	pg	2436293.4909	36293.49090	10	e
2421008.6700	21008.67000	5	pg	2436323.3568	36323.35680	10	e
2422959.3140	22959.31400	1	v	2436638.5080	36638.50800	10	e
2422960.3400	22960.34000	1	v	2437016.4817	37016.48170	10	e
2423682.3200	23682.32000	1	v	2437045.3184	37045.31840	10	e
2423826.5020	23826.50200	1	v	2437248.2115	37248.21150	10	e
2424619.5290	24619.52900	1	v	2439318.3201	39318.32010	10	e
2424620.5660	24620.56600	1	v	2439321.4111	39321.41110	10	e
2425099.4810	25099.48100	1	v	2439598.4520	39598.45200	10	e
2425474.3460	25474.34600	1	v	2439941.4158	39941.41580	10	e
2425855.4230	25855.42300	1	v	2439945.5325	39945.53250	10	e
2425890.4360	25890.43600	1	v	2439979.5180	39979.51800	10	e
2426820.4423	26820.44230	1	v	2440008.3573	40008.35730	10	e
2426821.4730	26821.47300	1	v	2440226.6980	40226.69800	10	e
2427299.3570	27299.35700	1	v	2440318.3594	40318.35940	10	e
2427367.3280	27367.32800	5	pv	2440319.3892	40319.38920	10	e
2427368.3690	27368.36900	5	pv	2440320.4198	40320.41980	10	e
2427398.2250	27398.22500	1	v	2440321.4486	40321.44860	10	e
2427399.2540	27399.25400	1	v	2440322.4785	40322.47850	10	e
2428022.3422	28022.34220	1	v	2440323.5086	40323.50860	10	e
2428023.3755	28023.37550	1	v	2440324.5396	40324.53960	10	e
2428366.3292	28366.32920	1	v	2440326.5986	40326.59860	10	e
2428373.5346	28373.53460	1	v	2440355.4386	40355.43860	10	e
2428779.3307	28779.33070	1	v	2440389.4232	40389.42320	10	e
2428782.4143	28782.41430	1	v	2440422.3815	40422.38150	10	e
2429888.5270	29888.52700	5	pg	2440423.4118	40423.41180	10	e
2440426.4994	40426.49940	10	e	2445141.4309	45141.43090	10	e
2440426.5015	40426.50150	10	e	2445499.8294	45499.82940	10	e

T(min)	T(min)-2400000	sw		T(min)	T(min)-2400000	sw	
2440451.2156	40451.21560	10	e	2445532.7877	45532.78770	10	e
2440452.2470	40452.24700	10	e	2446877.8444	46877.84440	10	e
2440456.3772	40456.37720	10	e	2446974.6545	46974.65450	10	e
2440735.4714	40735.47140	10	e	2447032.3290	47032.32900	10	e
2440834.3431	40834.34310	10	e	2447034.3895	47034.38950	10	e
2441182.4508	41182.45080	10	e	2447276.4152	47276.41520	10	e
2441182.4511	41182.45110	10	e	2447277.4461	47277.44610	10	e
2441215.4076	41215.40760	10	e	2447324.8207	47324.82070	10	e
2441455.3767	41455.37670	10	e	2447378.3741	47378.37410	10	e
2441491.4223	41491.42230	10	e	2447378.3748	47378.37480	10	e
2441492.4530	41492.45300	10	e	2447413.3894	47413.38940	10	e
2441768.4670	41768.46700	10	e	2447413.3915	47413.39150	10	e
2441768.4677	41768.46770	10	e	2447726.4812	47726.48120	10	e
2441905.4466	41905.44660	10	e	2448079.7350	48079.73500	10	e
2442226.7781	42226.77810	10	e	2448449.4722	48449.47220	10	e
2442262.8256	42262.82560	10	e	2448456.6825	48456.68250	10	cc
2442279.3030	42279.30300	10	e	2448482.4298	48482.42980	10	eB
2442280.3332	42280.33320	10	e	2448515.3872	48515.38720	10	cc
2442561.4980	42561.49800	10	e	2448757.4161	48757.41610	10	eB
2442570.7668	42570.76680	10	e	2449549.4082	49549.40820	10	eB
2442939.4743	42939.47430	10	e	2449860.4380	49860.43800	10	eB
2442985.8213	42985.82130	10	e	2449898.5443	49898.54430	10	eB
2443974.5363	43974.53630	10	e	2449930.4693	49930.46930	10	e
2444362.8122	44362.81220	10	e	2449932.5312	49932.53120	10	e
2444731.5240	44731.52400	10	e	2452100.4770	52100.47700	10	cc
2444809.7966	44809.79660	10	e	<b>2453858.51919</b>	<b>53858.51919</b>	<b>10</b>	<b>cc</b>
2445074.4832	45074.48320	10	e	<b>2453859.54933</b>	<b>53859.54933</b>	<b>10</b>	<b>cc</b>

Θέτουμε τα στοιχεία των δύο παραπάνω πινάκων στο πρόγραμμα ως αρχικές παραμέτρους, επιλέγουμε τη χρήση μόνο των εξισώσεων του LITE, και βάζουμε περίπου 2000 επαναλήψεις. Το πρόγραμμα βρίσκει την θεωρητική καμπύλη που προσεγγίζει όσο το δυνατόν καλύτερα τα πειραματικά σημεία, και υπολογίζει νέες τιμές για τις παραμέτρους του τρίτου σώματος.



Σχ.5.7 Η θεωρητική καμπύλη διαμέσου των πειραματικών σημείων στο O-C διάγραμμα του TXHer.

Πίνακας 5.9 Οι τιμές των παραμέτρων του τρίτου σώματος που προέκυψαν με την χρήση του κώδικα LITE

JD <sub>0</sub> (HJD)	2440008.36890
P (days)	2.059809728
P <sub>3</sub> (days)	18586.74
P <sub>3</sub> (years)	50.889
T <sub>0</sub> (HJD)	2444932.20
A (days)	0.012467
Ω (deg)	54.36
e	0.63103
qmt (cycles/day)	0.0
f(m <sub>3</sub> )	0.0048288 M <sub>☉</sub>

### 5.1.5 Συμπεράσματα

Στη παρούσα παράγραφο της εργασίας, μελετήσαμε το διάγραμμα O-C του μεταβλητού δι' εκλείψεων αστέρα TX Her. Από την ημιτονοειδή μορφή του O-C διαγράμματος που παρουσιάζει, υποθέσαμε ότι πρόκειται για διπλό εκλειπτικό σύστημα στο οποίο υπάρχει και τρίτο μέλος.

Παρατηρήσαμε τον εν λόγω αστέρα και υπολογίσαμε δύο χρόνους φωτομετρικών ελαχίστων. Από την βιβλιογραφία επιλέξαμε και παλαιότερους χρόνους ελαχίστων, ανάλογα την μέθοδο που χρησιμοποιήθηκε για την εξαγωγή τους, και κατασκευάσαμε το διάγραμμα O-C του συστήματος.

Η ανάλυση του O-C διαγράμματος με την βοήθεια H/Y και εξειδικευμένου υπολογιστικού κώδικα, έδειξε ότι στο σύστημα λαμβάνει χώρα το LITE και υπολογίστηκαν οι παράμετροι του τρίτου σώματος. Οι ακτινικές ταχύτητες των μελών του συστήματος δεν προσδιορίστηκαν, καθώς απαιτείται φασματοσκοπική μελέτη.

## 5.2 Το σύστημα IQ Per

### 5.2.1 Εισαγωγή

Το σύστημα IQ Per ( $\alpha_{2000} = 3^{\text{h}} 59^{\text{m}} 44.48^{\text{sec}}$ ,  $\delta_{2000} = +48^{\circ} 09' 05.8''$ ) ανακαλύφθηκε ως δι'εκλείψεων μεταβλητός από τον *Hoffmeister* το 1949. Το φαινόμενο μέγεθός του συστήματος είναι  $V=7.7$  mag, είναι φασματικού τύπου B8 και είναι το λαμπρότερο μέλος ενός διπλού εκλειπτικού συστήματος. Ο συνοδός αστέρας του συστήματος είναι ο BD +47<sup>o</sup>921 με φαινόμενο μέγεθος  $V=9.3$  mag φασματικού τύπου A2. Οι *Hall, Gertken & Burke* το 1970, κατασκεύασαν τις φωτομετρικές καμπύλες του συστήματος στα φίλτρα U,B και V, υπολόγισαν την περίοδο του συστήματος και την βρήκαν ίση με 1.7435673 days. Ανακάλυψαν ότι η δευτερεύουσα έκλειψη ήταν ολική και χρόνος ελαχίστου παρουσίαζε μεταβολές στην εμφάνιση του και ως αιτία προτάθηκε η έκκεντρη τροχιά του συνοδού αστέρα. Παρατήρησαν μία φωτομετρική τροχιά χρησιμοποιώντας τις μεθόδους των *Russell & Merrill (1952)*, και υπολόγισαν μία περιοδική μετάθεση της γραμμής των αψίδων με τιμή περίπου 70 yrs βασισμένοι στην θεωρία του *Schwarzschild (1958)*. Ο *Meissel(1968)* ταξινόμησε τον πρωτεύοντα αστέρα ως B8 Vp, υπολόγισε την ταχύτητα περιφοράς της γραμμής των αψίδων σε 100 km/sec και την απόσταση του συνοδού αστέρα σε περίπου 11.000 AU. Ο *Young(1975)* πραγματοποίησε φασματοσκοπικές μελέτες και μέτρησε τις ταχύτητες των μελών του συστήματος. Αργότερα πραγματοποιήθηκαν από τον *Lacy (1978)* και πάλι φασματοσκοπικές μελέτες, όμως ταυτόχρονα πραγματοποιούνταν και φωτομετρικές έτσι ώστε να συμπεράνουν την αντιστοιχία των παρατηρήσεων σε αυτό το σύστημα. Σκοπός της μελέτης μας είναι μέσω του διαγράμματος O-C να εξάγουμε συμπεράσματα για την μετάπτωση της γραμμής των αψίδων που παρουσιάζει και να προσδιορίσουμε τις τροχιακές και φυσικές παραμέτρους του συστήματος.

### 5.2.2 CCD παρατηρήσεις και επεξεργασία των δεδομένων

Σκοπός των παρατηρήσεών μας ήταν ο προσδιορισμός των χρόνων ελαχίστου του συστήματος. Οι παρατηρήσεις με την CCD κάμερα έλαβαν χώρα στις 4 και 10 Νοεμβρίου 2005, από το Γεροσταθοπούλειο Πανεπιστημιακό αστεροσκοπείο (βλ. κεφ.2)

Για τον προσδιορισμό των χρόνων ελαχίστου χρησιμοποιήθηκε το φίλτρο R. Ο χρόνος έκθεσης της κάθε φωτογραφίας ήταν 4 sec, η θερμοκρασία της CCD κάμερας ήταν  $-14.81^{\circ}\text{C}$  στις 04/11/2005 και  $-16.08^{\circ}\text{C}$  στις 10/11/2005 και η διάρκεια των παρατηρήσεων περίπου 3.5 ώρες.

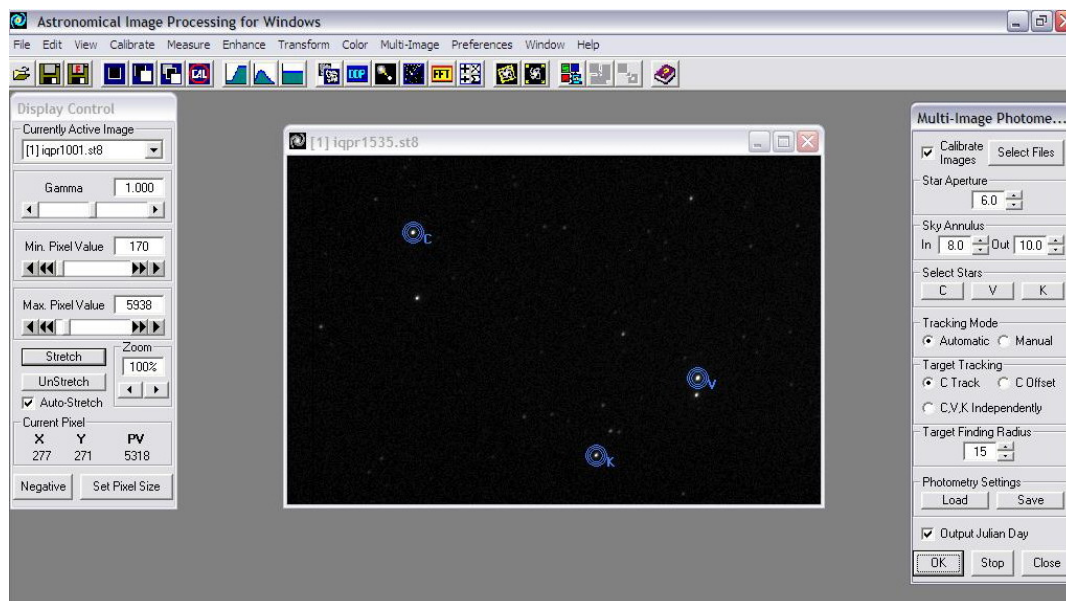


Εικ.5.3 Πρωταρχική εικόνα του πεδίου του IQ Per (εντός του κόκκινου κύκλου)

Η επεξεργασία (διόρθωση) των εικόνων έγινε με το πρόγραμμα AIP4WIN. Ελήφθησαν εικόνες Dark ίσου χρόνου έκθεσης με αυτόν των εικόνων του αστρικού πεδίου, και εικόνες Flat field στο φίλτρο R στο τέλος της παρατήρησης (βλ. παρ.2.3.7)

Πίνακας 5.10 Οι αστέρες σύγκρισης (comparison star C) και ελέγχου (check star K) που επιλέχθηκαν για την φωτομετρία

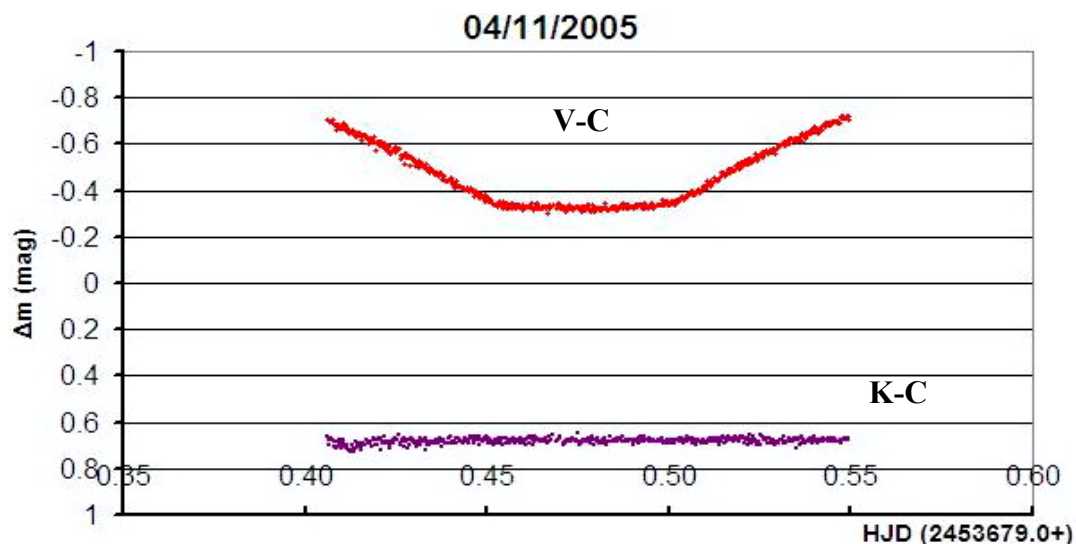
	Αστέρας	Φαινόμενο μέγεθος (mag)
V	IQ Per	7.72/8.27
C	GSC3331:057, SAO39245	9.1
K	GSC3331:1559	9.8



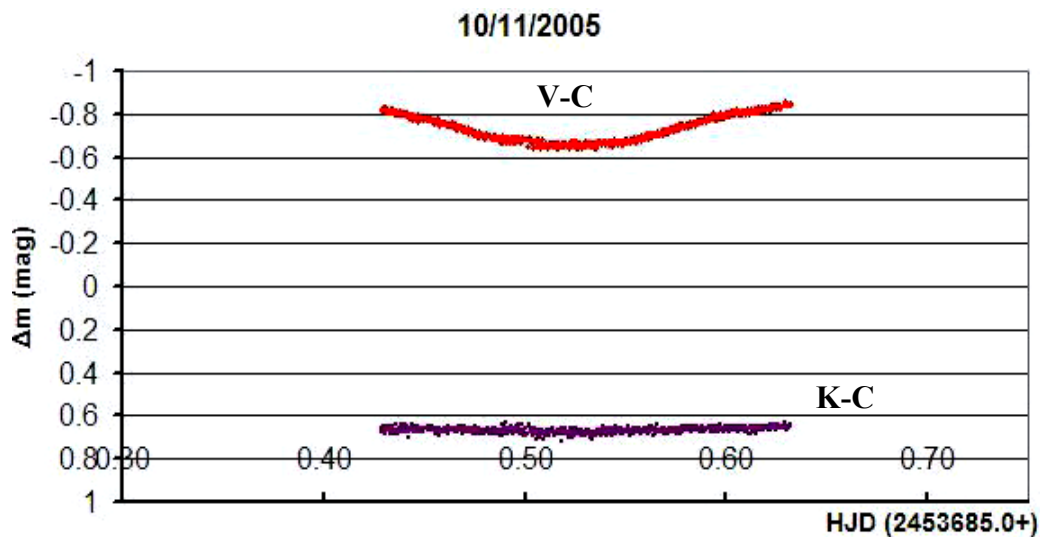
Εικ.5.4 Η φωτομετρία διαφράγματος του IQ Per με το πρόγραμμα AIP4WIN

### 5.2.2.1 Διαγράμματα V-C και K-C

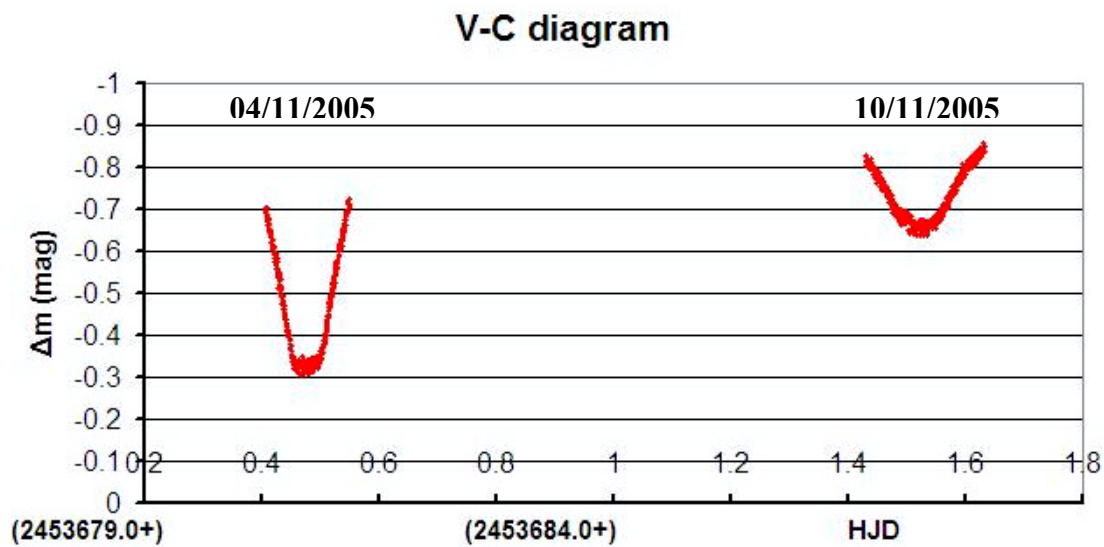
Τα αποτελέσματα της φωτομετρίας του IQ Per για τη κάθε μέρα παρατήρησης παρουσιάζονται στα παρακάτω διαγράμματα. Στον οριζόντιο άξονα αναγράφεται ο Ηλιοκεντρικός χρόνος **HJD** (βλ. παρ.3.2), και στον κατακόρυφο η διαφορά φαινομένων μεγεθών  $\Delta m$ .



Σχ.5.8 Οι φωτομετρικές καμπύλες V-C και K-C του IQ Per στο R φίλτρο στις 04/11/2005



Σχ.5.9 Οι φωτομετρικές καμπύλες V-C και K-C του IQ Per στο R φίλτρο στις 10/11/2005



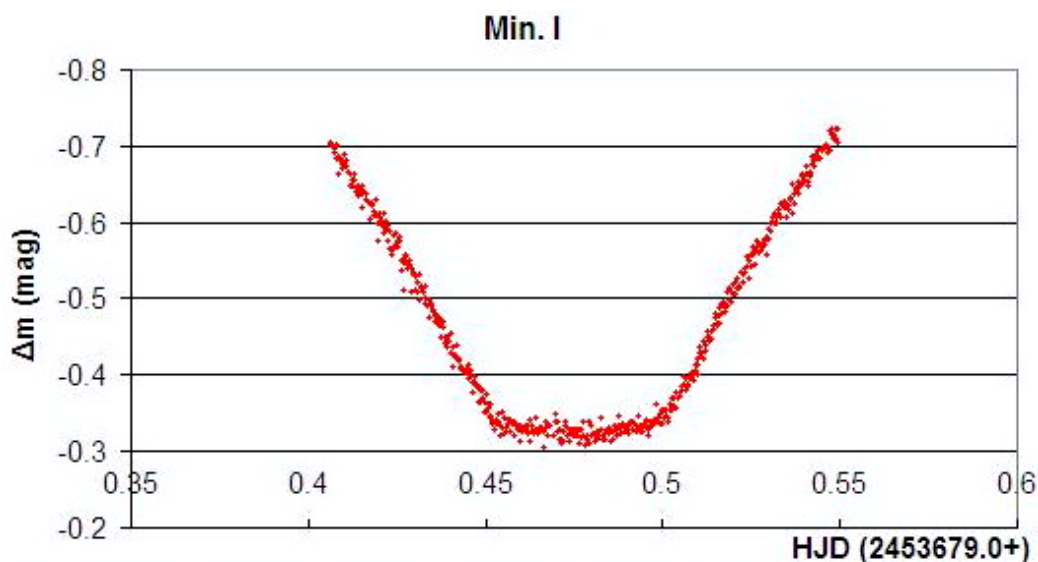
Σχ.5.10 Το παραπάνω διάγραμμα V-C παρουσιάζει τα φωτομετρικά ελάχιστα του IQ Per στο R φίλτρο. Το πρωτεύον ελάχιστο (βαθύ) παρατηρήθηκε στις 04/11/2005 και το δευτερεύον (ρηχό) στις 10/11/2005.

### 5.2.2.2 Υπολογισμός των χρόνων ελαχίστου από τις καμπύλες φωτός

Για τον υπολογισμό των χρόνων ελαχίστου (minima) χρησιμοποιούμε τη μέθοδο *Kwee & Van Woerden* (βλ. παρ.3.4). Την πρώτη μέρα των παρατηρήσεων (04/11/2005), ο αστέρας παρουσίασε το πρωτεύον ελάχιστο. Οι τιμές παρουσιάζονται στον παρακάτω πίνακα.

Πίνακας 5.11 Η τιμή του πρωτεύοντος ελαχίστου του IQ Per και το σφάλμα της

Filter	R
Min.I	2453679.47608 ± 0.00005

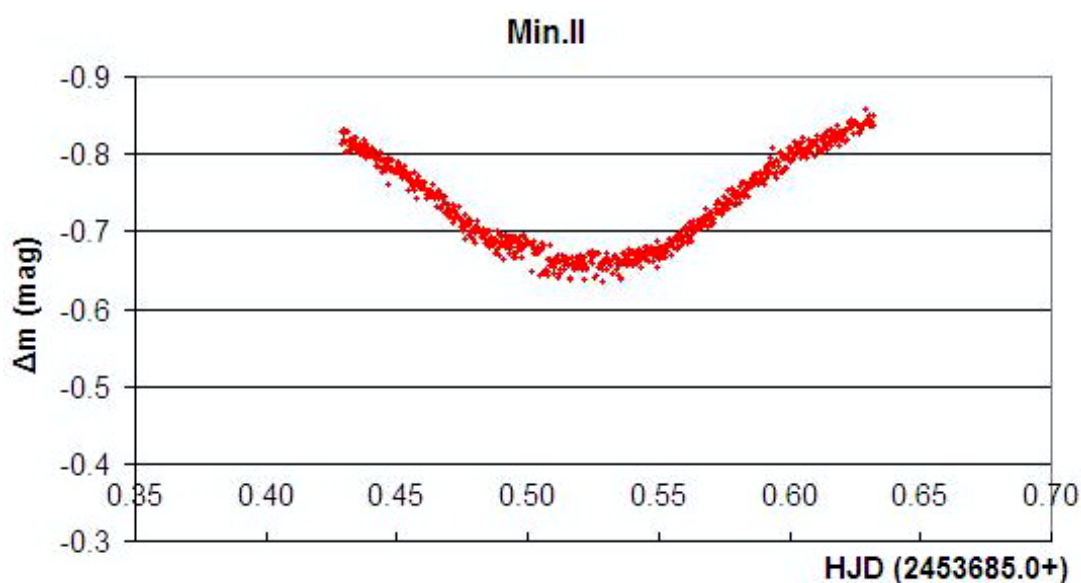


Σχ.5.11 Το πρωτεύον ελάχιστο του IQ Per όπως παρατηρήθηκε στις 04/11/2005

Την δεύτερη ημέρα των παρατηρήσεων (10/11/2005), ο αστέρας παρουσίασε το δευτερεύον ελάχιστο. Οι τιμές παρουσιάζονται στον παρακάτω πίνακα.

Πίνακας 5.12 Η τιμή του δευτερεύοντος ελαχίστου του IQ Per και το σφάλμα της

Filter	R
Min.II	$2453685.52157 \pm 0.00008$



Σχ.5.12 Το δευτερεύον ελάχιστο του IQ Per όπως παρατηρήθηκε στις 10/11/2005

Τέλος παραθέτουμε τον πίνακα στον οποίο περιέχονται οι τιμές των δύο παραπάνω ελαχίστων οι οποίες θα χρησιμοποιηθούν στην επόμενη παράγραφο για την κατασκευή του O-C διαγράμματος του αστέρα IQ Per.

Πίνακας 5.13 Οι τιμές των χρόνων ελαχίστου που προήλθαν από τις παρατηρήσεις μας

Min.I	$2453679.47608 \pm 0.00005$
Min.II	$2453685.52157 \pm 0.00008$



### 5.2.2.3 Το διάγραμμα O-C

Για να κατασκευάσουμε το διάγραμμα O-C (βλ. παρ. 3.6) του IQ Per χρησιμοποιήσαμε την εφημερίδα του *Kreiner*\* η οποία είναι η εξής :  $T_0 = 2444290.364$  και  $P = 1.743562$  d

$$\text{Min.I} = 2444290.364 + 1.743562E$$

Οι χρόνοι ελαχίστων που βρήκαμε στην βιβλιογραφία, και χρησιμοποιούμε για την κατασκευή του διαγράμματος, παρατίθενται στον παρακάτω πίνακα.

*Πίνακας 5.14 Οι χρόνοι ελαχίστων του IQ Per από το 1954 έως σήμερα. Ο πίνακας περιέχει επίσης το σφάλμα της κάθε τιμής, το είδος του ελαχίστου, τον τρόπο παρατήρησης, το όνομα του παρατηρητή, το περιοδικό που δημοσιεύτηκε και το έτος δημοσίευσης. Έχουν συμπεριληφθεί κυρίως φωτοηλεκτρικές και CCD παρατηρήσεις καθώς τις θεωρούμε πιο ακριβείς*

Minima	Error	Type		Observer	Published in	Year
2433243.13000		pri	p	Soloviev,A.V.	Astr.Circ.USSR	1954
2433513.39600		pri	v	Bischof,W.	I.B.V.S.	1972
2433546.50000		pri	v	Bischof,W.	I.B.V.S.	1972
2433900.44900		pri	v	Bischof,W.	I.B.V.S.	1972
2439859.93660		pri	e	Burke,E.W.	I.B.V.S.	1968
2439866.91100		pri	e	Lacy,C.H.,Frueh,M.L.	Ap.J.	1985
2439873.88500		pri	e	Lacy,C.H.,Frueh,M.L.	Ap.J.	1985
2440222.59740		pri	e	Miles,R.	BAA VSS Circ.	1985
2440223.54240		sec	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2440555.61800		pri	e	Lacy,C.H.,Frueh,M.L.	Ap.J.	1985
2440630.59200		pri	e	Lacy,C.H.,Frueh,M.L.	Ap.J.	1985
2440637.56700		pri	e	Lacy,C.H.,Frueh,M.L.	Ap.J.	1985
2440644.54100		pri	e	Lacy,C.H.,Frueh,M.L.	Ap.J.	1985
2443174.46200		pri	eV	Braune,W. et al.	A.N.	1979
2444290.34610		pri	eV	Pohl,E.,et al.	I.B.V.S.	1982
2444853.51930		pri	e	Braune,W.,Mundry,E.	B.A.V.Mitt.	1982
2444925.90780		sec	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2444926.74900		pri	e	Lacy,C.H.,Frueh,M.L.	Ap.J.	1985
2446492.48090		pri	e	Isles,J.E.	BAA VSS Circ.	1989
2447102.72770	0.0003	pri	eV	Caton,D.B.	I.B.V.S.	1989
2447268.36650	0.001	pri	e	Drozd,M. et al.	I.B.V.S.	1990
2447783.58660	0.0006	sec	e	Drozd,M. et al.	I.B.V.S.	1990
2447805.40500		pri	v	Huebscher,J.,et al.	B.A.V.Mitt.	1989
2447948.35950	0.001	pri	eB	Drozd,M. et al.	I.B.V.S.	1990
2447975.38100	0.0009	sec	eB	Drozd,M. et al.	I.B.V.S.	1990
2448183.74170	0.0003	pri	e	Caton,D.B.,Burns,W.C.	I.B.V.S.	1993
2448196.81610	0.0014	sec	e	Caton,D.B.,Burns,W.C.	I.B.V.S.	1993
2448390.35100	0.003	sec	cc	Hipp.graph.	unpublished	2000

\* <http://www.as.ap.krakow.pl/o-c/data/getdata.php3?IQ%20PER>

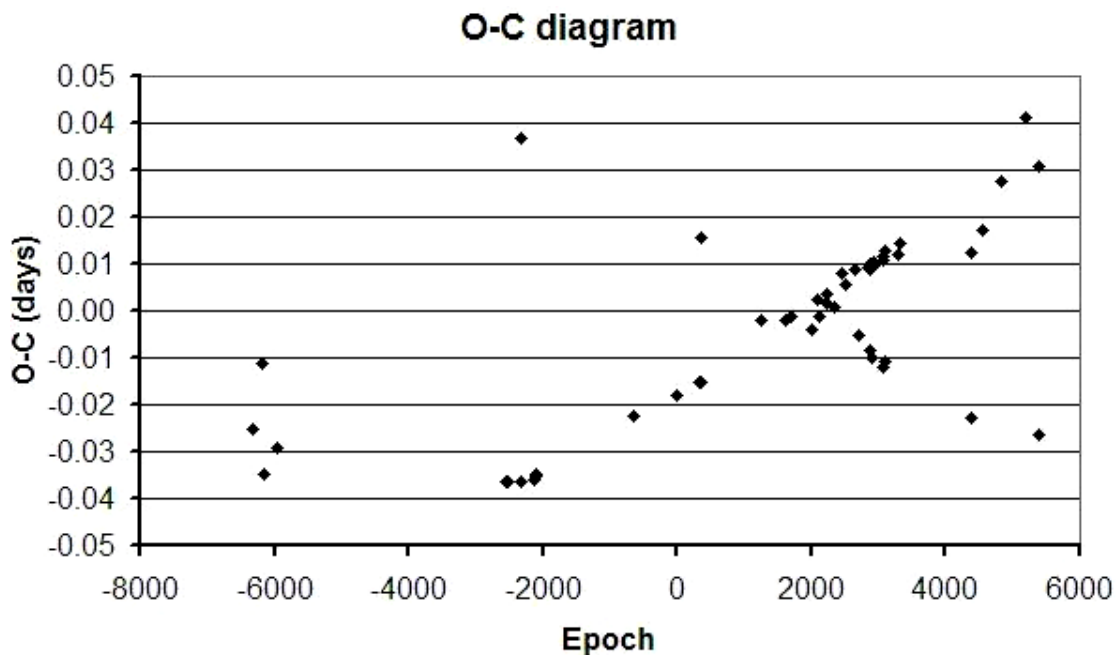
Minima	Error	Type		Observer	Published in	Year
2448546.40670	0.0011	pri	e	Muyesseoglu,Z.et al.	I.B.V.S.	1996
2448682.40230	0.0016	pri	eB	Diethelm,R.	BBSAG Bull.	1992
2448926.50430	0.0006	pri	e	Muyesseoglu,Z.et al.	I.B.V.S.	1996
2449023.25770	0.001	sec	e	Muyesseoglu,Z.et al.	I.B.V.S.	1996
2449259.52480		pri	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449273.47300		pri	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449279.55810		sec	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449287.42250		pri	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449335.35070		sec	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449341.47300		pri	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449369.36960		pri	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449376.34460		pri	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449613.46950		pri	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449654.42030		sec	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449655.31570		pri	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449695.41900		pri	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449696.26720		sec	e	Degirmenci,O.L.	Aph.Sp.Sci.	1997
2449777.36000	0.011	pri	v	Martignoni,M.	BBSAG Bull.	1995
2450047.61780		pri	e	Hegedus,T. et al.	I.B.V.S.	1996
2450061.56860		pri	e	Hegedus,T. et al.	I.B.V.S.	1996
2451912.32250	0.0001	sec	cc	Koziel,D.	unpublished	2001
2451932.40870	0.0004	pri	cc	Stachowski,G.,Koziel D.	unpublished	2001
2452225.33200	0.001	pri	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	2002
2452694.36050	0.0003	pri	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	2003
2453334.26110		pri	cc	Nagai,K.	Var.Star.Bull.Japan	2005
<b>2453679.47608</b>	<b>0.00005</b>	<b>pri</b>	<b>cc</b>	<b>Gazeas,K.&amp;Liakos,A.</b>	<b>unpublished</b>	<b>2005</b>
<b>2453685.52157</b>	<b>0.00008</b>	<b>sec</b>	<b>cc</b>	<b>Gazeas,K.&amp;Liakos,A.</b>	<b>unpublished</b>	<b>2005</b>

Από τους παραπάνω χρόνους ελαχίστου, και την εφημερίδα μας μπορούμε πλέον να κατασκευάσουμε τον πίνακα τιμών που θα χρησιμοποιήσουμε για την κατασκευή του διαγράμματος O-C.

*Πίνακας 5.15 Ο παρακάτω πίνακας περιέχει τις τιμές που προκύπτουν από τους χρόνους ελαχίστων της βιβλιογραφίας. Οι τελευταίες τιμές είναι αυτές που υπολογίστηκαν από τις παρατηρήσεις μας.*

T(obs)	E	E(fixed)	T(cal)	O-C (days)
2433243.13000	-6336.01	-6336.0	2433243.15517	-0.02517
2433513.39600	-6181.01	-6181.0	2433513.40728	-0.01128
2433546.50000	-6162.02	-6162.0	2433546.53496	-0.03496
2433900.44900	-5959.02	-5959.0	2433900.47804	-0.02904
2439859.93660	-2541.02	-2541.0	2439859.97296	-0.03636
2439866.91100	-2537.02	-2537.0	2439866.94721	-0.03621
2439873.88500	-2533.02	-2533.0	2439873.92145	-0.03645
2440222.59740	-2333.02	-2333.0	2440222.63385	-0.03645
2440223.54240	-2332.48	-2332.5	2440223.50564	0.03677
2440555.61800	-2142.02	-2142.0	2440555.65420	-0.03620

<b>T(obs)</b>	<b>E</b>	<b>E(fixed)</b>	<b>T(cal)</b>	<b>O-C (days)</b>
2440630.59200	-2099.02	-2099.0	2440630.62736	-0.03536
2440637.56700	-2095.02	-2095.0	2440637.60161	-0.03461
2440644.54100	-2091.02	-2091.0	2440644.57586	-0.03486
2443174.46200	-640.013	-640.0	2443174.48432	-0.02232
2444290.34610	-0.01027	0.0	2444290.36400	-0.01790
2444853.51930	322.9913	323.0	2444853.53453	-0.01523
2444925.90780	364.5089	364.5	2444925.89235	0.01545
2444926.74900	364.9913	365.0	2444926.76413	-0.01513
2446492.48090	1262.999	1263.0	2446492.48281	-0.00191
2447102.72770	1612.999	1613.0	2447102.72951	-0.00181
2447268.36650	1707.999	1708.0	2447268.36790	-0.00140
2447783.58660	2003.498	2003.5	2447783.59047	-0.00387
2447805.40500	2016.011	2016.0	2447805.38499	0.02001
2447948.35950	2098.001	2098.0	2447948.35708	0.00242
2447975.38100	2113.499	2113.5	2447975.38229	-0.00129
2448183.74170	2233.002	2233.0	2448183.73795	0.00375
2448196.81610	2240.501	2240.5	2448196.81466	0.00144
2448390.35100	2351.501	2351.5	2448390.35004	0.00096
2448546.40670	2441.005	2441	2448546.39884	0.00786
2448682.40230	2519.003	2519	2448682.39668	0.00562
2448926.50430	2659.005	2659	2448926.49536	0.00894
2449023.25770	2714.497	2714.5	2449023.26305	-0.00535
2449259.52480	2850.005	2850.0	2449259.51570	0.00910
2449273.47300	2858.005	2858.0	2449273.46420	0.00880
2449279.55810	2861.495	2861.5	2449279.56666	-0.00856
2449287.42250	2866.006	2866.0	2449287.41269	0.00981
2449335.35070	2893.494	2893.5	2449335.36065	-0.00995
2449341.47300	2897.006	2897.0	2449341.46311	0.00989
2449369.36960	2913.005	2913.0	2449369.36011	0.00949
2449376.34460	2917.006	2917.0	2449376.33435	0.01025
2449613.46950	3053.006	3053.0	2449613.45879	0.01071
2449654.42030	3076.493	3076.5	2449654.43249	-0.01219
2449655.31570	3077.007	3077.0	2449655.30427	0.01143
2449695.41900	3100.007	3100.0	2449695.40620	0.01280
2449696.26720	3100.494	3100.5	2449696.27798	-0.01078
2449777.36000	3147.004	3147.0	2449777.35361	0.00639
2450047.61780	3302.007	3302.0	2450047.60572	0.01208
2450061.56860	3310.008	3310.0	2450061.55422	0.01438
2451912.32250	4371.487	4371.5	2451912.34528	-0.02278
2451932.40870	4383.007	4383.0	2451932.39625	0.01245
2452225.33200	4551.01	4551.0	2452225.31466	0.01734
2452694.36050	4820.016	4820.0	2452694.33284	0.02766
2453334.26110	5187.024	5187.0	2453334.22009	0.04101
<b>2453679.47608</b>	<b>5385.018</b>	<b>5385.0</b>	<b>2453679.44537</b>	<b>0.03071</b>
<b>2453685.52157</b>	<b>5388.485</b>	<b>5388.5</b>	<b>2453685.54784</b>	<b>-0.02626</b>



Σχ.5.13 Το διάγραμμα O-C του IQ Per

#### 5.2.4 Το μοντέλο του συστήματος

Οι παράμετροι του συστήματος IQ Per προκύπτουν χρησιμοποιώντας το μαθηματικό πρόγραμμα Matlab. Ο κώδικας που χρησιμοποιούμε σε αυτό το πρόγραμμα έχει το όνομα *Apsidal Motion* (Zasche 2005) και εμπεριέχει όλες τις εξισώσεις της *Apsidal Motion* (βλ. κεφ.4.3.4) αφήνοντας ελεύθερες όλες τις τροχιακές παραμέτρους του δευτερεύοντος αστέρα. Δίνουμε στο πρόγραμμα κάποιες αρχικές παραμέτρους και του ορίζουμε αριθμό βημάτων ώστε αυτό να συγκλίνει σε παραμέτρους με συγκεκριμένες τιμές. Περισσότερες λεπτομέρειες σχετικά με το πρόγραμμα και την λειτουργία του παρατίθενται στο παράρτημα Β της παρούσας εργασίας.

Πίνακας 5.16 Οι αρχικές παράμετροι που χρησιμοποιήσαμε για τον αστέρα IQ Per στον κώδικα *Apsidal Motion*

$JD_0$ (HJD)	2444290.364
P (days)	1.743562
$\Omega$ (deg)	55.0
$\frac{d\Omega}{dt}$ (deg/yr)	0.01
e	0.06

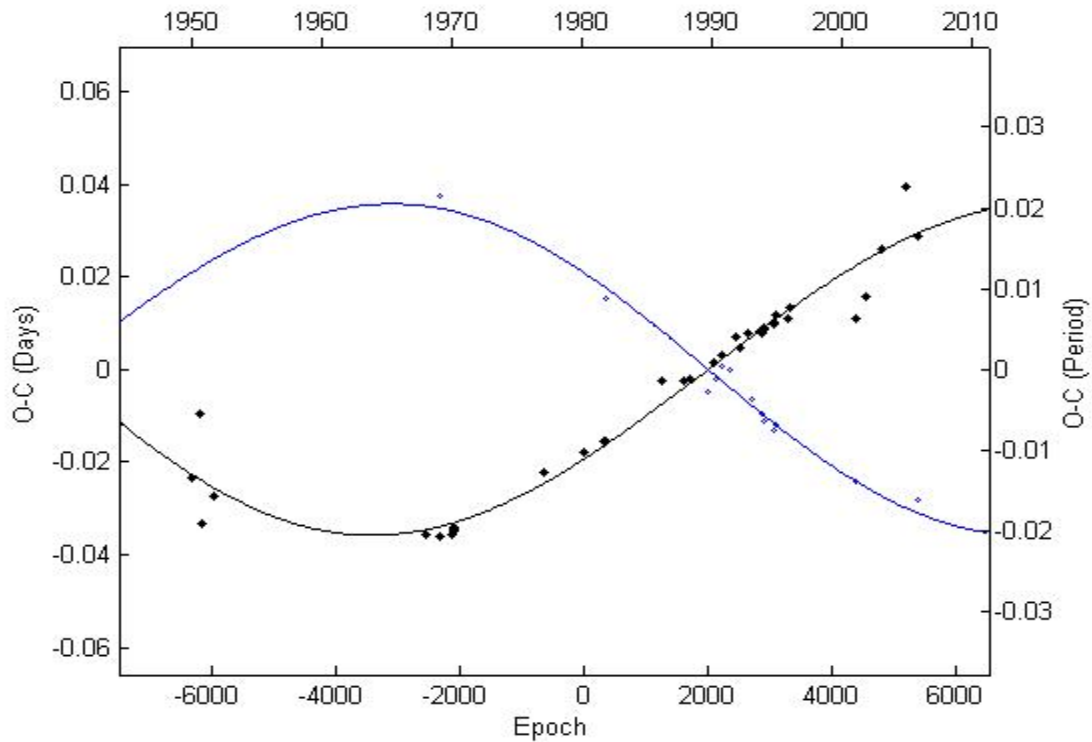
. Όπου  $JD_0$  και  $P$  είναι ο χρόνος (αρχικού) πρωτεύοντος ελαχίστου και η περίοδος του αντίστοιχα,  $\Omega$  και  $\frac{d\Omega}{dt}$  το μήκος και ο ρυθμός μεταβολής του περιάστρου της τροχιάς του δευτερεύοντος αστέρα, και  $e$  η εκκεντρότητα της τροχιάς του δευτερεύοντος αστέρα ως προς τον πρωτεύοντα.

Οι χρόνοι ελαχίστων που χρησιμοποιούμε είναι αυτοί του πίνακα 5.14. Σε κάθε χρόνο ελαχίστου χρησιμοποιούμε στατιστικό βάρος, ανάλογα με την μέθοδο που χρησιμοποιήθηκε για την εξαγωγή του. Θέτουμε στατιστικό βάρος στις οπτικές παρατηρήσεις (**v**) ίσο με 1, στις φωτογραφικές παρατηρήσεις (**p**) ίσο με 5, στις φωτοηλεκτρικές παρατηρήσεις (**e**) ίσο με 10 και τέλος στις CCD παρατηρήσεις (**cc**) ίσο με 10.

*Πίνακας 5.17 Οι χρόνοι ελαχίστου του IQ Per, η μέθοδος παρατήρησης και το στατιστικό βάρος (sw) το οποίο θέτουμε*

<b>T(min)</b>	<b>T(min)-2400000</b>	<b>sw</b>		<b>T(min)</b>	<b>T(min)-2400000</b>	<b>sw</b>	
2433243.13000	33243.13000	5	p	2448546.40670	48546.40670	10	e
2433513.39600	33513.39600	1	v	2448682.40230	48682.40230	10	e
2433546.50000	33546.50000	1	v	2448926.50430	48926.50430	10	e
2433900.44900	33900.44900	1	v	2449023.25770	49023.25770	10	e
2439859.93660	39859.93660	10	e	2449259.52480	49259.52480	10	e
2439866.91100	39866.91100	10	e	2449273.47300	49273.47300	10	e
2439873.88500	39873.88500	10	e	2449279.55810	49279.55810	10	e
2440222.59740	40222.59740	10	e	2449287.42250	49287.42250	10	e
2440223.54240	40223.54240	10	e	2449335.35070	49335.35070	10	e
2440555.61800	40555.61800	10	e	2449341.47300	49341.47300	10	e
2440630.59200	40630.59200	10	e	2449369.36960	49369.36960	10	e
2440637.56700	40637.56700	10	e	2449376.34460	49376.34460	10	e
2440644.54100	40644.54100	10	e	2449613.46950	49613.46950	10	e
2443174.46200	43174.46200	10	ev	2449654.42030	49654.42030	10	e
2444290.34610	44290.34610	10	e	2449655.31570	49655.31570	10	e
2444853.51930	44853.51930	10	e	2449695.41900	49695.41900	10	e
2444925.90780	44925.90780	10	e	2449696.26720	49696.26720	10	e
2444926.74900	44926.74900	10	e	2450047.61780	50047.61780	10	e
2446492.48090	46492.48090	10	e	2450061.56860	50061.56860	10	e
2447102.72770	47102.72770	10	e	2451912.32250	51912.32250	10	cc
2447268.36650	47268.36650	10	e	2451932.40870	51932.40870	10	cc
2447783.58660	47783.58660	10	e	2452225.33200	52225.33200	10	cc
2447948.35950	47948.35950	10	e	2452694.36050	52694.36050	10	cc
2447975.38100	47975.38100	10	e	2453334.26110	53334.26110	10	cc
2448183.74170	48183.74170	10	e	2453679.47608	53679.47608	10	cc
2448196.81610	48196.81610	10	e	2453685.52157	53685.52157	10	cc
2448390.35100	48390.35100	10	cc				

Θέτουμε τα στοιχεία των δύο παραπάνω πινάκων στον κώδικα Apsidal Motion στο Matlab ως αρχικές παραμέτρους και βάζουμε 2 βήματα (περίπου 1500 επαναλήψεις). Το πρόγραμμα βρίσκει την θεωρητική καμπύλη που προσεγγίζει όσο το δυνατόν καλύτερα τα πειραματικά σημεία και υπολογίζει νέες τιμές για τις τροχιακές παραμέτρους του δευτερεύοντος αστέρα.



Σχ.5.14 Η θεωρητική καμπύλη διαμέσου των πειραματικών σημείων στο O-C διάγραμμα του IQ Per.

Πίνακας 5.18 Οι τιμές των τροχιακών παραμέτρων του δευτερεύοντος αστέρα που προέκυψαν με την χρήση του κώδικα *Apsidal Motion*

JD <sub>0</sub> (HJD)	2444290.364
P (days)	1.743562
Ω (deg)	55.632893
$\frac{d\Omega}{dt}$ (deg/yr)	0.01708
e	0.06368

### 5.2.5 Συμπεράσματα

Στη παρούσα παράγραφο της εργασίας, μελετήσαμε το διάγραμμα O-C του μεταβλητού δι' εκλείψεων αστέρα IQ Per. Από την μορφή του O-C διαγράμματος που παρουσιάζει, υποθέσαμε ότι πρόκειται για διπλό εκλειπτικό σύστημα στο οποίο ο δευτερεύων αστέρας έχει έκκεντρη τροχιά.

Παρατηρήσαμε τον εν λόγω αστέρα και εξαγάγαμε δύο χρόνους φωτομετρικών ελαχίστων. Από την βιβλιογραφία επιλέξαμε και παλαιότερους χρόνους ελαχίστων, ανάλογα την μέθοδο που χρησιμοποιήθηκε για την εξαγωγή τους, και κατασκευάσαμε το διάγραμμα O-C του συστήματος.

Η ανάλυση του O-C διαγράμματος με την βοήθεια H/Y και εξειδικευμένου υπολογιστικού κώδικα, έδειξε ότι στο σύστημα λαμβάνει χώρα το φαινόμενο της μετάθεσης της γραμμής των αγίδων και υπολογίστηκαν οι τροχιακές παράμετροι του συστήματος. Οι ακτινικές ταχύτητες των μελών του συστήματος δεν προσδιορίστηκαν, καθώς απαιτείται φασματοσκοπική μελέτη.

## 5.3 Το σύστημα UX Eri

### 5.3.1 Εισαγωγή

Ο σύστημα UX Eri ( $\alpha_{2000} = 3^{\text{h}} 09^{\text{m}} 52.68^{\text{sec}}$ ,  $\delta_{2000} = -06^{\circ} 53' 50.7''$ ) είναι τύπου W UMa (βλ. παρ. 1.4.2.3.3.3), φαινομένου μεγέθους  $V=10.5$  mag. Πρόκειται για διπλό εκλειπτικό σύστημα που παρουσιάζει μερικές εκλείψεις και ανακαλύφθηκε ως μεταβλητός από τον *Soloviev* (1937). Φωτογραφικές παρατηρήσεις έγιναν από τους *Zessewitsch* (1934, 1954), *Bodokia* (1938) και *Gaposchkin* (1953). Φωτοηλεκτρικές παρατηρήσεις έγιναν από τους *Kitamura & Nakamura* (1957), και τον *Binnendijk* (1966) ο οποίος δημοσίευσε τις πρώτες καμπύλες φωτός του αστέρα στα B και V φίλτρα και προσδιόρισε τις τροχιακές παραμέτρους του συστήματος. Ο *Kennedy* (1982), με βάση φωτοηλεκτρικές παρατηρήσεις, κατέληξε στο συμπέρασμα ότι η μεταβολή που παρουσιάζει η περίοδος του συστήματος πιθανόν να οφείλεται στην ύπαρξη ενός τρίτου σώματος. Ο *Al-Naimiy* (1989) συνέλεξε πληροφορίες για τις φυσικές και γεωμετρικές παραμέτρους του συστήματος χρησιμοποιώντας την μέθοδο της ανάλυσης Fourier. Φασματοσκοπικές παρατηρήσεις από τον *Rucinski* (2000) κατέταξαν τον αστέρα ως διπλό εκλειπτικό σύστημα σε επαφή, φασματικού τύπου F9V. Σκοπός της παρούσας εργασίας είναι η μελέτη του LITE που λαμβάνει χώρα σε αυτό το σύστημα λόγω της ύπαρξης τρίτου μέλους, μέσω του O-C διαγράμματός του, και ο προσδιορισμός των παραμέτρων του τρίτου σώματος.

### 5.3.2 CCD παρατηρήσεις και επεξεργασία των δεδομένων

Σκοπός των παρατηρήσεών μας ήταν ο προσδιορισμός των χρόνων ελαχίστου του συστήματος. Οι παρατηρήσεις με την CCD κάμερα έλαβαν χώρα στις 11 Νοεμβρίου 2005, από το Γεροσταθούλειο Πανεπιστημιακό αστροσκοπείο (βλ. κεφ. 2)

Για τον προσδιορισμό των χρόνων ελαχίστου χρησιμοποιήθηκε το φίλτρο **R**. Ο χρόνος έκθεσης της κάθε φωτογραφίας ήταν 15 sec, η θερμοκρασία της CCD κάμερας ήταν  $-15.23^{\circ}\text{C}$  και η διάρκεια των παρατηρήσεων περίπου 3 ώρες.

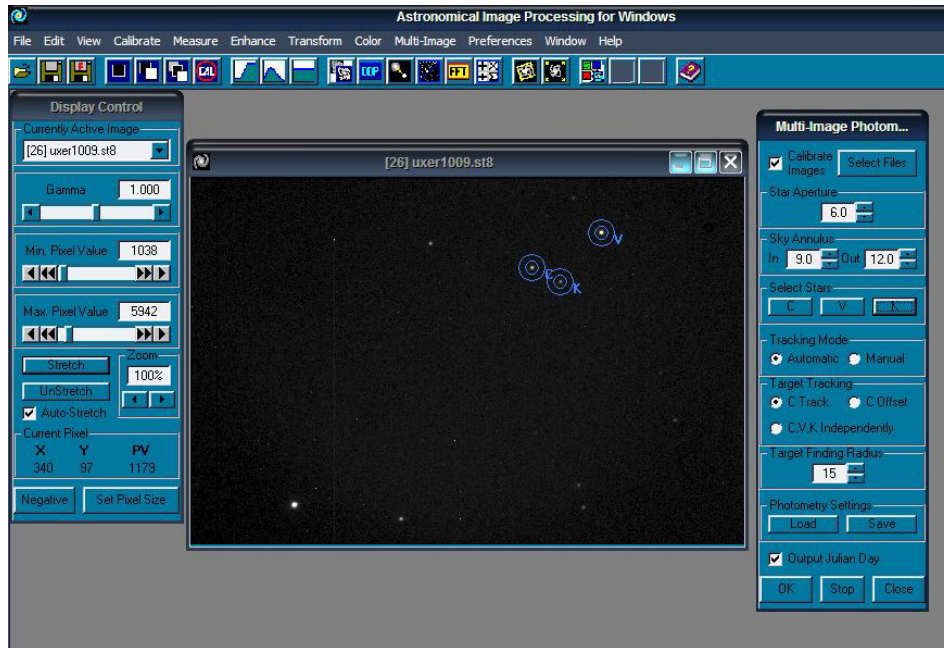


Εικ.5.5 Πρωταρχική εικόνα του πεδίου του αστέρα UX Eri (εντός του κόκκινου κύκλου)

Η επεξεργασία (διόρθωση) των εικόνων έγινε με το πρόγραμμα AIP4WIN. Ελήφθησαν εικόνες Dark ίσου χρόνου έκθεσης με αυτόν των εικόνων του αστρικού πεδίου, και εικόνες Flat field στο φίλτρο R στο τέλος της παρατήρησης (βλ. παρ.2.3.7)

Πίνακας 5.19 Οι αστέρες σύγκρισης (comparison star C) και ελέγχου (check star K) που επιλέχθηκαν για την φωτομετρία

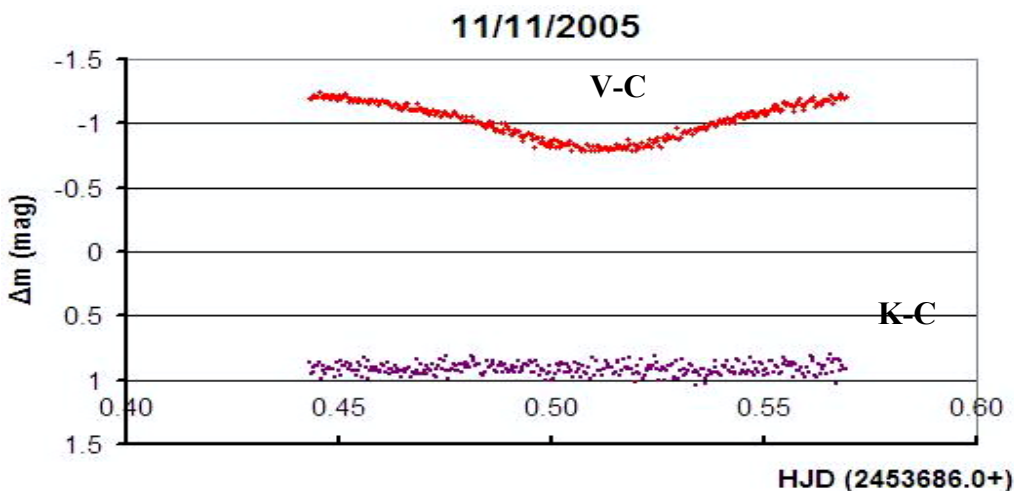
	Αστέρας	Φαινόμενο μέγεθος (mag)
V	UX Eri	10.50/11.11
C	GSC4714:0029	11.9
K	GSC4713:0280	13.0



Εικ.5.6 Η φωτομετρία διαφράγματος του UX Eri με το πρόγραμμα AIP4WIN

### 5.3.2.1 Διαγράμματα V-C και K-C

Τα αποτελέσματα της φωτομετρίας του UX Eri παρουσιάζονται στα παρακάτω διαγράμματα. Στον οριζόντιο άξονα αναγράφεται ο Ηλιοκεντρικός χρόνος HJD (βλ. παρ.3.2), και στον κατακόρυφο η διαφορά φαινομένων μεγεθών  $\Delta m$ .



Σχ.5.15 Οι φωτομετρικές καμπύλες V-C και K-C του UX Eri στο R φίλτρο στις 11/11/2005

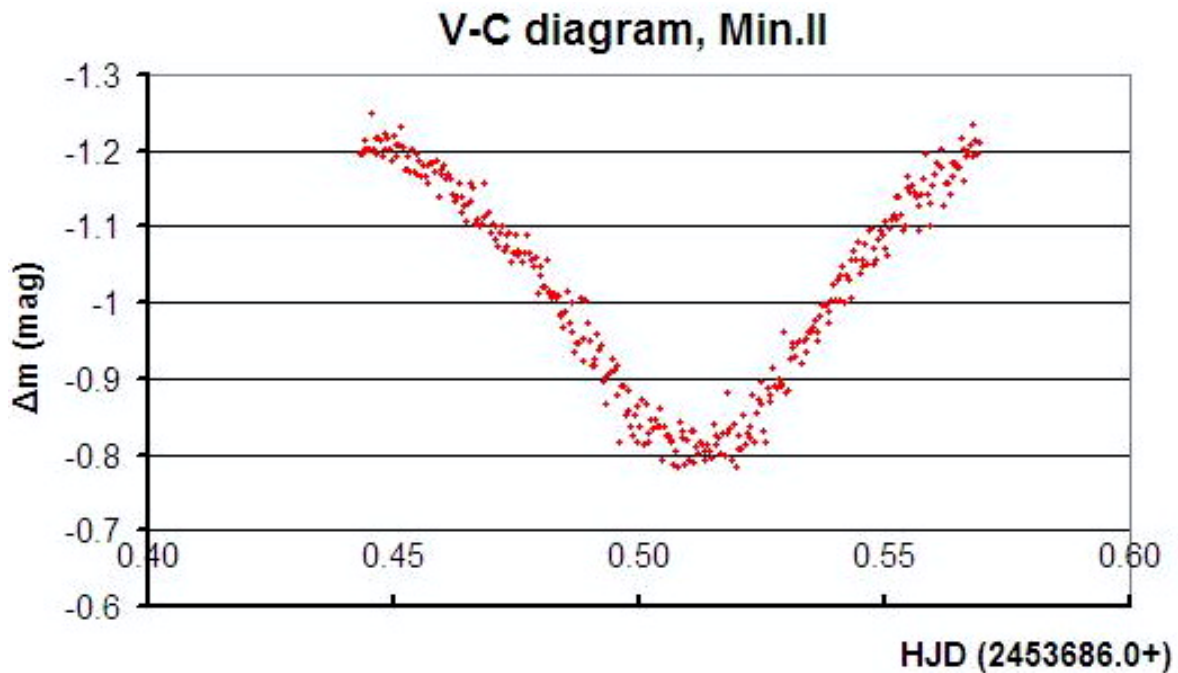


### 5.3.2.2 Υπολογισμός των χρόνων ελαχίστου από τις καμπύλες φωτός

Για τον υπολογισμό των χρόνων ελαχίστου (minima) χρησιμοποιήσαμε τη μέθοδο *Kwee & Van Woerden* (βλ. παρ.3.4). Την ημέρα των παρατηρήσεων (11/11/2005) ο αστέρας παρουσίασε το δευτερεύον ελάχιστο. Οι τιμές παρουσιάζονται στον παρακάτω πίνακα.

Πίνακας 5.20 Η τιμή του πρωτεύοντος ελαχίστου του UX Eri και το σφάλμα της

Filter	R
Min.I	$2453686.51165 \pm 0.00022$



Σχ.5.16 Το δευτερεύον ελάχιστο του UX Eri όπως παρατηρήθηκε στις 11/11/2005

### 5.3.2.3 Το διάγραμμα O-C

Για να κατασκευάσουμε το διάγραμμα O-C (βλ. παρ. 3.6) του UX Eri χρησιμοποιήσαμε την εφημερίδα του *Kreiner\** η οποία είναι η εξής :  $T_0 = 2441922.3338$  και  $P = 0.44528205d$

$$\text{Min.I} = 2441922.3338 + 0.44528205 E$$

Οι χρόνοι ελαχίστων που βρήκαμε στην βιβλιογραφία, και χρησιμοποιούμε για την κατασκευή του διαγράμματος, παρατίθενται στον παρακάτω πίνακα.

\* <http://www.as.ap.krakow.pl/o-c/data/getdata.php3?UX%20ERI>

Πίνακας 5.21 Οι χρόνοι ελαχίστων του UX eri από το 1953 έως σήμερα. Ο πίνακας περιέχει επίσης το σφάλμα της κάθε τιμής, το είδος του ελαχίστου, τον τρόπο παρατήρησης, το όνομα του παρατηρητή, το περιοδικό που δημοσιεύτηκε και το έτος δημοσίευσης.

Minima	Error	Type		Observer	Published in	Year
2425757.0720		sec	pg	Gaposchkin,S.	Harvard Ann.	1953
2426592.1790		pri	v	Tsesevitch,V.P.	Odessa Izv.(part 2)	1954
2426592.4060		sec	v	Tsesevitch,V.P.	Odessa Izv.(part 2)	1954
2426964.4330		pri	v	Tsesevitch,V.P.	Odessa Izv.(part 2)	1954
2426964.6590		sec	v	Tsesevitch,V.P.	Odessa Izv.(part 2)	1954
2427414.6010		pri	v	Tsesevitch,V.P.	Odessa Izv.(part 2)	1954
2427414.8240		sec	v	Tsesevitch,V.P.	Odessa Izv.(part 2)	1954
2427425.2910		pri	v	Tsesevitch,V.P.	Tadjik Circ.	1934
2428157.3220		pri	pg	Binnendijk,L.	Astr.J.	1966
2428163.3400		sec	pg	Binnendijk,L.	Astr.J.	1966
2428164.2370		sec	pg	Binnendijk,L.	Astr.J.	1966
2428167.3480		sec	pg	Binnendijk,L.	Astr.J.	1966
2434358.1010		sec	e	Kitamura,M.&Nakamura,T.	Tokyo.as.ann.2nd	1956
2434358.1045		sec	e	Szafraniec,R.	Acta Astr.	1962
2434369.0132		pri	e	Szafraniec,R.	Acta Astr.	1962
2434391.0465		sec	e	Szafraniec,R.	Acta Astr.	1962
2435097.0530		pri	e	Kitamura,M.&Nakamura,T.	Tokyo.as.ann.2nd	1956
2438700.7228		pri	e	Binnendijk,L.	Astr.J.	1966
2438727.6635		sec	e	Binnendijk,L.	Astr.J.	1966
2439886.2700		sec	v	Locher,K.	Orion	1968
2440119.6290		sec	v	Diethelm,R.,Locher,K.	Orion	1968
2440125.6190		pri	v	Diethelm,R.,Locher,K.	Orion	1968
2440133.6340		pri	v	Diethelm,R.,Locher,K.	Orion	1968
2440134.5340		pri	v	Diethelm,R.,Locher,K.	Orion	1968
2440142.5490		pri	v	Diethelm,R.,Locher,K.	Orion	1969
2441606.6340		pri	v	BBSAG observers	BBSAG Bull.	1972
2441624.4570		pri	v	BBSAG observers	BBSAG Bull.	1972
2441922.5394		sec	e	Pohl,E. Kizilirmak,A.	I.B.V.S.	1974
2443491.0355		pri	e	Kennedy,H.D.	I.B.V.S.	1982
2444228.6458		sec	e	Bookmyer,B.B.,Basilico,P.A.	I.B.V.S.	1980
2444571.9592		sec	e	Kennedy,H.D.	I.B.V.S.	1982
2444591.9975		sec	e	Kennedy,H.D.	I.B.V.S.	1982
2446825.3220		pri	v	BBSAG observers	BBSAG Bull.	1987
2448357.3193	0.0015	sec	cc	Hipparcos (BZ)	unpublished	2004
2448357.5575	0.0031	pri	cc	Hipparcos (BZ)	unpublished	2004
2450096.3969		pri	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	1996
2450105.3017		pri	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	1996
2450451.2875	0.0004	pri	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	1998
2450717.5699	0.0003	pri	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	1998

Minima	Error	Type		Observer	Published in	Year
2450769.4442	0.0004	sec	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	1998
2451208.2748	0.0004	pri	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	2000
2451477.2225	0.0006	pri	cc	NSVS (B.Zakrzewski)	unpublished	2004
2451477.4464	0.0012	sec	cc	NSVS (B.Zakrzewski)	unpublished	2004
2451501.9347	0.0004	sec	cc	NSVS (B.Zakrzewski)	unpublished	2004
2451502.1556	0.0013	pri	cc	NSVS (B.Zakrzewski)	unpublished	2004
2451901.3588	0.0006	sec	cc	Agerer,F.,Huebscher,J.	I.B.V.S.	2002
2452106.4123	0.0007	pri	cc	Zakrzewski,B.(ASAS-3)	unpublished	2004
2452137.3610	0.0009	sec	cc	Zakrzewski,B.(ASAS-3)	unpublished	2004
2452233.0983		sec	cc	Nagai,K.	Var.Star Bull.,Japan	2002
2452235.0985		pri	cc	Nagai,K.	Var.Star Bull.,Japan	2002
2452237.1055		sec	cc	Nagai,K.	Var.Star Bull.,Japan	2002
2452241.1144		sec	cc	Nagai,K.	Var.Star Bull.,Japan	2002
2452254.9167		sec	cc	Nagai,K.	Var.Star Bull.,Japan	2002
2452569.5092	0.0007	pri	cc	Bakis,V. et al.	I.B.V.S.	2003
2452573.7526	0.0018	sec	cc	Zakrzewski,B.(ASAS-3)	unpublished	2004
2452614.4830	0.0008	pri	cc	Zakrzewski,B.(ASAS-3)	unpublished	2004
2452949.5642	0.0002	sec	e	Baran,A.	unpublished	2003
2452950.4547	0.0002	sec	e	Baran,A.	unpublished	2003
2452951.5656	0.0002	pri	e	Baran,A.	unpublished	2003
2452951.7896	0.0008	sec	cc	Zakrzewski,B.(ASAS-3)	unpublished	2004
2452954.4627	0.0002	sec	e	Baran,A.	unpublished	2003
2452961.1410	0.0006	sec	cc	Qian,S.-B.	unpublished	2005
2452962.0342	0.0017	sec	cc	Qian,S.-B.	unpublished	2005
2452962.2538	0.0007	pri	cc	Qian,S.-B.	unpublished	2005
2452965.3704	0.0011	pri	cc	Zakrzewski,B.(ASAS-3)	unpublished	2004
<b>2453686.5117</b>	<b>0.0002</b>	<b>sec</b>	<b>cc</b>	<b>Gzeas,K.&amp;Liakos, A.</b>	<b>unpublished</b>	<b>2005</b>

Από τους παραπάνω χρόνους ελαχίστων, και την εφημερίδα μας μπορούμε πλέον να κατασκευάσουμε τον πίνακα τιμών που θα χρησιμοποιήσουμε για την κατασκευή του διαγράμματος O-C.

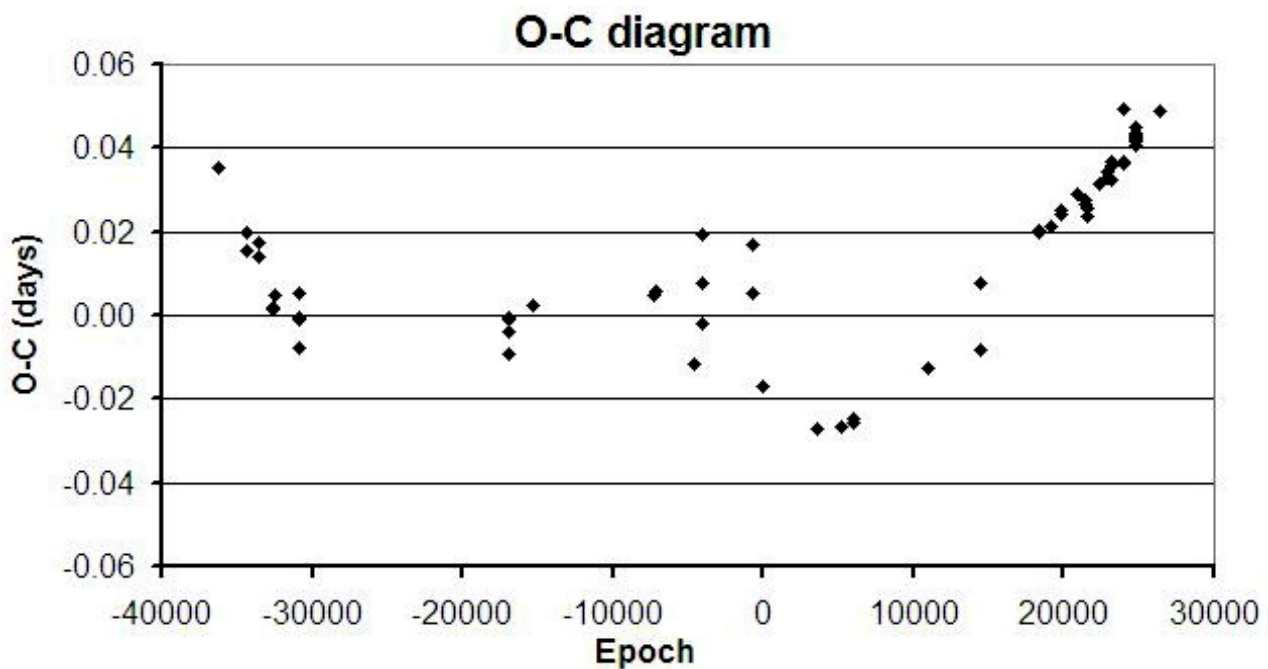
*Πίνακας 5.22 Ο παρακάτω πίνακας περιέχει τις τιμές που προκύπτουν από τους χρόνους ελαχίστων της βιβλιογραφίας. Η τελευταία τιμή είναι αυτή που υπολογίστηκε από τις παρατηρήσεις μας.*

T (obs)	E	E (fixed)	T (cal)	O-C (days)
2425757.07200	-36303.42	-36303.5	2425757.03690	0.0351
2426592.17900	-34427.96	-34428.0	2426592.16338	0.0156
2426592.40600	-34427.46	-34427.5	2426592.38602	0.0200
2426964.43300	-33591.97	-33592.0	2426964.41918	0.0138
2426964.65900	-33591.46	-33591.5	2426964.64182	0.0172
2427414.60100	-32581.00	-32581.0	2427414.59933	0.0017
2427414.82400	-32580.50	-32580.5	2427414.82197	0.0020
2427425.29100	-32556.99	-32557.0	2427425.28610	0.0049

<b>T(OBS)</b>	<b>E</b>	<b>E (fixed)</b>	<b>T(CAL)</b>	<b>O-C (days)</b>
2428157.32200	-30913.02	-30913.0	2428157.32979	-0.0078
2428163.34000	-30899.50	-30899.5	2428163.34110	-0.0011
2428164.23700	-30897.49	-30897.5	2428164.23166	0.0053
2428167.34800	-30890.50	-30890.5	2428167.34863	-0.0006
2434358.10100	-16987.51	-16987.5	2434358.10498	-0.0040
2434358.10450	-16987.50	-16987.5	2434358.10498	-0.0005
2434369.01320	-16963.00	-16963.0	2434369.01439	-0.0012
2434391.04650	-16913.52	-16913.5	2434391.05585	-0.0093
2435097.05300	-15327.99	-15328.0	2435097.05054	0.0025
2438700.72280	-7234.99	-7235.0	2438700.71817	0.0046
2438727.66350	-7174.49	-7174.5	2438727.65773	0.0058
2439886.27000	-4572.53	-4572.5	2439886.28163	-0.0116
2440119.62900	-4048.46	-4048.5	2440119.60942	0.0196
2440125.61900	-4035.00	-4035.0	2440125.62073	-0.0017
2440133.63400	-4017.00	-4017.0	2440133.63581	-0.0018
2440134.53400	-4014.98	-4015.0	2440134.52637	0.0076
2440142.54900	-3996.98	-3997.0	2440142.54145	0.0076
2441606.63400	-708.99	-709.0	2441606.62883	0.0052
2441624.45700	-668.96	-669.0	2441624.44011	0.0169
2441922.53940	0.46	0.5	2441922.55644	-0.0170
2443491.03550	3522.94	3523.0	2443491.06246	-0.0270
2444228.64580	5179.44	5179.5	2444228.67218	-0.0264
2444571.95920	5950.44	5950.5	2444571.98464	-0.0254
2444591.99750	5995.44	5995.5	2444592.02233	-0.0248
2446825.32200	11010.97	11011.0	2446825.33445	-0.0125
2448357.31930	14451.48	14451.5	2448357.32735	-0.0080
2448357.55750	14452.02	14452.0	2448357.54999	0.0075
2450096.39690	18357.05	18357.0	2450096.37639	0.0205
2450105.30170	18377.04	18377.0	2450105.28203	0.0197
2450451.28750	19154.05	19154.0	2450451.26619	0.0213
2450717.56990	19752.06	19752.0	2450717.54485	0.0250
2450769.44420	19868.55	19868.5	2450769.42021	0.0240
2451208.27480	20854.07	20854.0	2451208.24567	0.0291
2451477.22250	21458.06	21458.0	2451477.19603	0.0265
2451477.44640	21458.56	21458.5	2451477.41867	0.0277
2451501.93470	21513.56	21513.5	2451501.90918	0.0255
2451502.15560	21514.05	21514.0	2451502.13182	0.0238
2451901.35880	22410.57	22410.5	2451901.32718	0.0316
2452106.41230	22871.07	22871.0	2452106.37957	0.0327
2452137.36100	22940.58	22940.5	2452137.32667	0.0343
2452233.09830	23155.58	23155.5	2452233.06231	0.0360
2452235.09850	23160.07	23160.0	2452235.06608	0.0324
2452237.10550	23164.58	23164.5	2452237.06985	0.0357

T(OBS)	E	E (fixed)	T(CAL)	O-C (days)
2452241.11440	23173.58	23173.5	2452241.07739	0.0370
2452254.91670	23204.58	23204.5	2452254.88113	0.0356
2452569.50920	23911.08	23911.0	2452569.47290	0.0363
2452573.75260	23920.61	23920.5	2452573.70308	0.0495
2452614.48300	24012.08	24012.0	2452614.44638	0.0366
2452949.56420	24764.60	24764.5	2452949.52113	0.0431
2452950.45470	24766.60	24766.5	2452950.41169	0.0430
2452951.56560	24769.09	24769.0	2452951.52490	0.0407
2452951.78960	24769.59	24769.5	2452951.74754	0.0421
2452954.46270	24775.60	24775.5	2452954.41923	0.0435
2452961.14100	24790.60	24790.5	2452961.09846	0.0425
2452962.03420	24792.60	24792.5	2452961.98902	0.0452
2452962.25380	24793.09	24793.0	2452962.21167	0.0421
2452965.37040	24800.09	24800.0	2452965.32864	0.0418
<b>2453686.51165</b>	<b>26419.61</b>	<b>26419.5</b>	<b>2453686.46292</b>	<b>0.0487</b>

Από τον παραπάνω πίνακα τιμών κατασκευάζουμε το διάγραμμα O-C του UX Eri.



Σχ.5.17 Το διάγραμμα O-C του UX Eri

### 5.3.4 Το μοντέλο του συστήματος

Οι παράμετροι του UX Eri προκύπτουν χρησιμοποιώντας το μαθηματικό πρόγραμμα Matlab. Ο κώδικας που χρησιμοποιούμε σε αυτό το πρόγραμμα έχει το όνομα LITE (Zasche 2005) και περιέχει όλες τις εξισώσεις του LITE (βλ. κεφ. 4.4.3) αφήνοντας ελεύθερες όλες τις παραμέτρους του τρίτου σώματος. Δίνουμε στο πρόγραμμα κάποιες αρχικές παραμέτρους και του ορίζουμε αριθμό επαναλήψεων ώστε αυτό να συγκλίνει τις παραπάνω παραμέτρους σε συγκεκριμένες τιμές. Περισσότερες λεπτομέρειες σχετικά με το πρόγραμμα και την λειτουργία του παρατίθενται στο παράρτημα Α της παρούσας εργασίας.

Πίνακας 5.23 Οι αρχικές παράμετροι που χρησιμοποιήσαμε για τον αστέρα UX Eri στον κώδικα LITE

JD <sub>0</sub> (HJD)	2441922.3338
P (days)	0.44528205
P <sub>3</sub> (days)	15000
T <sub>0</sub> (HJD)	2451500
A (days)	0.02
Ω (deg)	50
e	0
qmt (cycles/day)	0

Όπου **JD<sub>0</sub>** και **P** είναι ο χρόνος (αρχικού) πρωτεύοντος ελαχίστου και η περίοδος του αντίστοιχα, **P<sub>3</sub>** είναι η περίοδος του τρίτου σώματος η ύπαρξη του οποίου υποδηλώνεται από την ημιτονοειδή συμπεριφορά του O-C διαγράμματος, **T<sub>0</sub>** μία τιμή HJD όπου θεωρούμε ότι ξεκινάει η ημιτονοειδής καμπύλη του O-C, δηλαδή η στιγμή όπου το τρίτο σώμα περνά από το περίαστρο της τροχιάς του, **A** το πλάτος του ημιτονοειδούς O-C, **Ω** το μήκος του περιάστρου της τροχιάς του τρίτου σώματος, **e** η εκκεντρότητα της τροχιάς του τρίτου σώματος και **qmt** ο ρυθμός μεταφοράς μάζας.

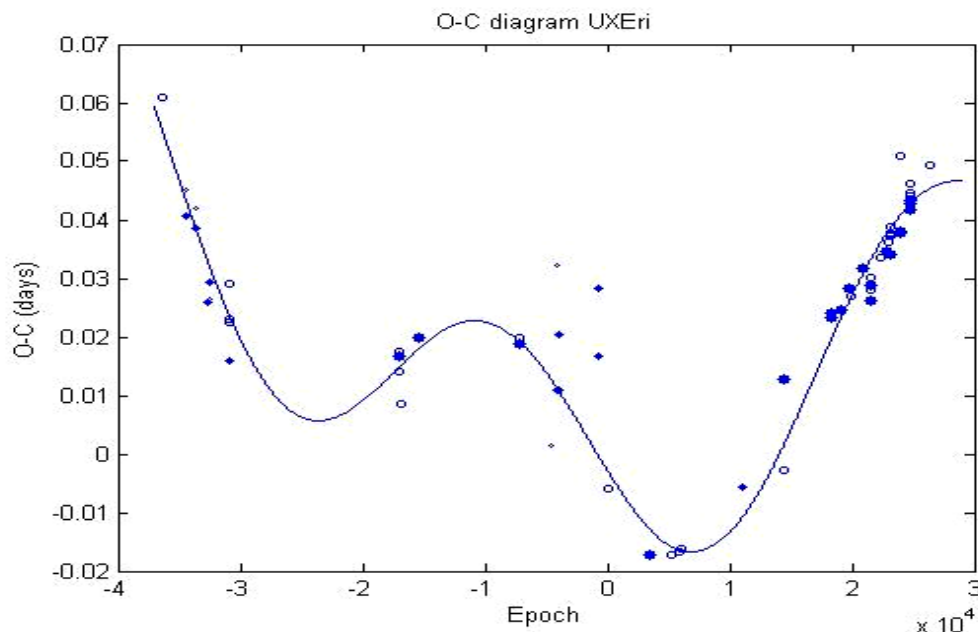
Οι χρόνοι ελαχίστων που χρησιμοποιούμε είναι αυτοί του πίνακα 5.21. Σε κάθε χρόνο ελαχίστου χρησιμοποιούμε στατιστικό βάρος, αναλόγα με την μέθοδο που χρησιμοποιήθηκε για την εξαγωγή του. Θέτουμε στατιστικό βάρος στις οπτικές παρατηρήσεις (**v**) ίσο με 1, στις φωτογραφικές παρατηρήσεις (**p**) ίσο με 5, στις φωτοηλεκτρικές παρατηρήσεις (**e**) ίσο με 10 και τέλος στις ccd παρατηρήσεις (**cc**) ίσο με 10.

Πίνακας 5.24 Οι χρόνοι ελαχίστου του UX Eri, η μέθοδος παρατήρησης και το στατιστικό βάρος (*sw*) το οποίο θέτουμε

T(min)	T(min)-2400000	sw		T(min)	T(min)-2400000	sw	
2425757.0720	25757.0720	5	pg	2448357.3193	48357.3193	10	cc
2426592.1790	26592.1790	1	v	2448357.5575	48357.5575	10	cc
2426592.4060	26592.4060	1	v	2450096.3969	50096.3969	10	cc
2426964.4330	26964.4330	1	v	2450105.3017	50105.3017	10	cc
2426964.6590	26964.6590	1	v	2450451.2875	50451.2875	10	cc
2427414.6010	27414.6010	1	v	2450717.5699	50717.5699	10	cc
2427414.8240	27414.8240	1	v	2450769.4442	50769.4442	10	cc
2427425.2910	27425.2910	1	v	2451208.2748	51208.2748	10	cc
2428157.3220	28157.3220	5	pg	2451477.2225	51477.2225	10	cc
2428163.3400	28163.3400	5	pg	2451477.4464	51477.4464	10	cc
2428164.2370	28164.2370	5	pg	2451501.9347	51501.9347	10	cc

T(min)	T(min)-2400000	sw		T(min)	T(min)-2400000	sw	
2428167.3480	28167.3480	5	pg	2451502.1556	51502.1556	10	cc
2434358.1010	34358.1010	10	e	2451901.3588	51901.3588	10	cc
2434358.1045	34358.1045	10	e	2452106.4123	52106.4123	10	cc
2434369.0132	34369.0132	10	e	2452137.3610	52137.3610	10	cc
2434391.0465	34391.0465	10	e	2452233.0983	52233.0983	10	cc
2435097.0530	35097.0530	10	e	2452235.0985	52235.0985	10	cc
2438700.7228	38700.7228	10	e	2452237.1055	52237.1055	10	cc
2438727.6635	38727.6635	10	e	2452241.1144	52241.1144	10	cc
2439886.2700	39886.2700	1	v	2452254.9167	52254.9167	10	cc
2440119.6290	40119.6290	1	v	2452569.5092	52569.5092	10	cc
2440125.6190	40125.6190	1	v	2452573.7526	52573.7526	10	cc
2440133.6340	40133.6340	1	v	2452614.4830	52614.4830	10	cc
2440134.5340	40134.5340	1	v	2452949.5642	52949.5642	10	e
2440142.5490	40142.5490	1	v	2452950.4547	52950.4547	10	e
2441606.6340	41606.6340	1	v	2452951.5656	52951.5656	10	e
2441624.4570	41624.4570	1	v	2452951.7896	52951.7896	10	cc
2441922.5394	41922.5394	10	e	2452954.4627	52954.4627	10	e
2443491.0355	43491.0355	10	e	2452961.1410	52961.1410	10	cc
2444228.6458	44228.6458	10	e	2452962.0342	52962.0342	10	cc
2444571.9592	44571.9592	10	e	2452962.2538	52962.2538	10	cc
2444591.9975	44591.9975	10	e	2452965.3704	52965.3704	10	cc
2446825.3220	46825.3220	1	v	2453686.511654	53686.5117	10	cc

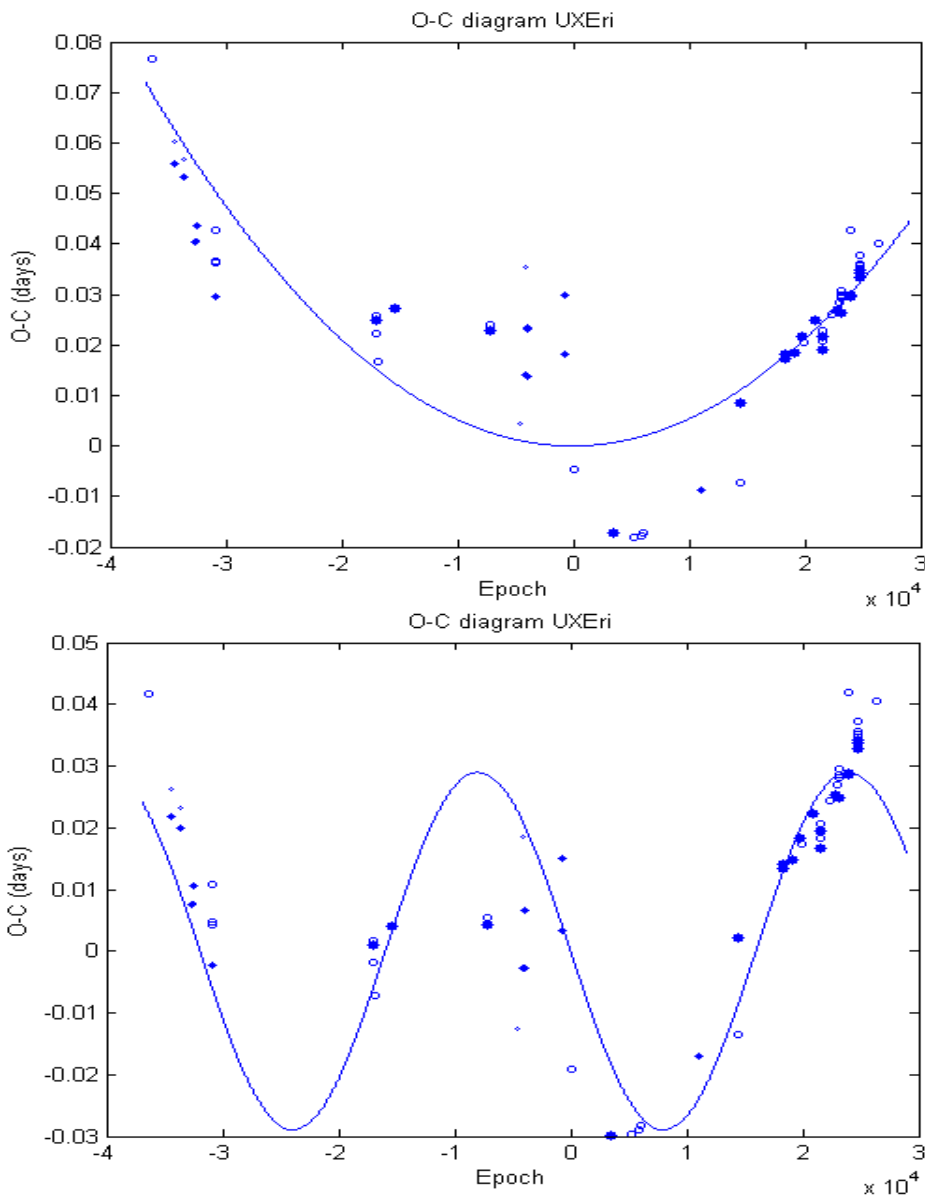
Θέτουμε τα στοιχεία των δύο παραπάνω πινάκων στο Matlab ως αρχικές παραμέτρους, κι επιλέγουμε την χρήση των εξισώσεων του LITE, αλλά με την προσθήκη ενός παραβολικού όρου λόγω του O-C διαγράμματος που παρουσιάζει (βλ. παράρτημα A) και βάζοντας περίπου 1500 επαναλήψεις, το πρόγραμμα υπολογίζει την θεωρητική καμπύλη που προσεγγίζει καλύτερα τα πειραματικά σημεία, και υπολογίζει νέες τιμές για τις παραμέτρους του τρίτου σώματος.



Σχ.5.18 Η θεωρητική καμπύλη διαμέσου των πειραματικών σημείων στο O-C διάγραμμα του UX Eri.

Πίνακας 5.25 Οι τιμές των παραμέτρων του τρίτου σώματος που προέκυψαν από το Matlab, με την χρήση του κώδικα LITE

JD <sub>0</sub> (HJD)	2441922.3227
P (days)	0.445282455
P <sub>3</sub> (days)	15322.08
P <sub>3</sub> (years)	41.951
T <sub>0</sub> (HJD)	2451449.61
A (days)	0.018808
Ω (deg)	52.53
e	$5.9177 \times 10^{-11} \approx 0$
qmt (cycles/day)	$-0.38926 \times 10^{-10}$
f(m <sub>3</sub> )	0.019623 M <sub>⊙</sub>



Σχ.5.19 & 5.20 Οι επιδράσεις του παραβολικού και του ημιτονοειδούς όρου ξεχωριστά. Το πάνω σχήμα προκύπτει από το πρόγραμμα χρησιμοποιώντας μόνο την επίδραση της μεταφοράς μάζας (παραβολικός όρος) ενώ το κάτω σχήμα προκύπτει χρησιμοποιώντας μόνο τις εξισώσεις του LITE. Από το άθροισμα των δύο παραπάνω καμπυλών προκύπτει και η τελική καμπύλη του σχ.5.18



### 5.3.5 Συμπεράσματα

Στη παρούσα παράγραφο της εργασίας, μελετήσαμε το διάγραμμα O-C του μεταβλητού δι' εκλείψεων αστέρα UX Eri. Από την μορφή (ημιτονοειδής πάνω σε παραβολή) του O-C διαγράμματος που παρουσιάζει, υποθέσαμε ότι πρόκειται για διπλό εκλειπτικό σύστημα στο οποίο υπάρχει και τρίτο μέλος.

Παρατηρήσαμε το εν λόγω σύστημα και εξαγάγαμε έναν χρόνο φωτομετρικού ελαχίστου. Από την βιβλιογραφία επιλέξαμε και παλαιότερους χρόνους ελαχίστων, ανάλογα την μέθοδο που χρησιμοποιήθηκε για την εξαγωγή τους, και κατασκευάσαμε το διάγραμμα O-C του συστήματος.

Η ανάλυση του O-C διαγράμματος με την βοήθεια H/Y και εξειδικευμένου υπολογιστικού κώδικα, έδειξε ότι στο σύστημα λαμβάνει χώρα το LITE, και ανταλλαγή μάζας μεταξύ των μελών του διπλού συστήματος. Το πρόσημο (-) μπροστά από τον ρυθμό μεταφοράς μάζας, σημαίνει ότι η περίοδος του συστήματος μειώνεται και ότι η ροή μάζας έχει φορά από τον αστέρα μεγαλύτερης μάζας προς αυτόν με τη μικρότερη, αναφερόμενοι πάντα στο διπλό εκλειπτικό σύστημα. Υπολογίστηκαν οι παράμετροι του τρίτου σώματος και προέκυψε ότι το τρίτο σώμα διαγράφει σχεδόν τέλεια κυκλική τροχιά γύρω από το βαρύκεντρο του τριπλού συστήματος. Οι ακτινικές ταχύτητες των μελών του συστήματος δεν προσδιορίστηκαν, καθώς απαιτείται φασματοσκοπική μελέτη.



# ΒΙΒΛΙΟΓΡΑΦΙΑ

## Ελληνική βιβλιογραφία

- Αντωνοπούλου Ε., Μαστιχιάδης Α. : *Αστροφυσική I*, Αθήνα, 2004
- Αντωνοπούλου Ε., Κοντιζά Μ., Μαστιχιάδης Α. : *Αστροφυσική II*, Αθήνα, 2005
- Arnold H.J.P : *Αστροφωτογραφία (μεταφ.)*, εκδ. Πλανητάριο Θεσσαλονίκης, Θεσσαλονίκη, 2005
- Αυγολούπης Σ., Σειραδάκης Γ. : *Παρατηρησιακή αστρονομία*, εκδ. Πλανητάριο Θεσσαλονίκης, Θεσσαλονίκη, 2004
- Βαμβατήρα-Νάκου Χ. : *CCD φωτομετρική μελέτη του μεταβλητού αστέρα GSC 2534:1121 CVn*, πτυχιακή εργασία, Αθήνα, 2005
- Γαζέας Κ. : *CCD φωτομετρία μεταβλητών αστερών*, μεταπτυχιακή εργασία, Αθήνα, 2002
- Δανέζης Μ., Θεοδοσίου Ε. : *Το σύμπαν που αγάπησα, Εισαγωγή στην Αστροφυσική*, εκδ. Δίαυλος, Αθήνα, 1999
- Καλημέρης Α.: *Μελέτη των διπλών συστημάτων τύπου W UMA μέσω των μεταβολών της τροχιακής τους περιόδου*, Διδακτορική διατριβή, Αθήνα, 2005
- Λαζαρίδης Μ. : *CCD φωτομετρική μελέτη του μεταβλητού αστέρα BP Peg, τύπου δ Scuti*, πτυχιακή εργασία, Αθήνα, 2002
- Μαστιχιάδης Α., Βλαχάκης Ν., : *Αστροφυσική υψηλών ενεργειών*, Αθήνα, 2004
- Νιάρχος Π., Λιβανίου-Ροβίθη Ε. : *Σημειώσεις Παρατηρησιακής Αστροφυσικής*, Αθήνα, 2002

## Ξενόγλωσση βιβλιογραφία

- Ak T., Albayrak B., Selam S.O, Tanriverdi T. : *A new light-time effect study of TX Herculis*, New Astronomy 9 (2004) 265-272
- Bookmyer B. : *Improved ephemeris, UX Eridani*, Commission 27 of the I.A.U Information Bulletin on Variable stars (1980) No.1781
- Carroll B., Ostlie D. : *An introduction to modern astrophysics*, εκδ. Adisson-Wesley Publishing Company, Inc., U.S.A, 1996
- Charles P., Seward F.: *Exploring the X-ray universe*, εκδ. Cambridge University Press, Great Britain, 1995
- Drozd M., Krzesinski J., Pajdosz G. : *Apsidal Motion of IQ Per*, Commission 27 of the I.A.U Information Bulletin on Variable stars (1990) No.3494
- Hill G., Fisher W., Holmgren D. : *Studies of late-type binaries I – The physical parameters of 44 Iota Bootis ABC, A & A 211, 81* (1989)
- Kreiner J., Jola S. : *Period Variability of the detached Eclipsing binary system TX Her*, Act A Astronomica Vol.39 (1989) pp.243-249
- Martynov G.:*Eclipsing variable stars*, ed. By V.P. Tsevevich, J. Wiley, 1973
- Mayer P.: *Eclipsing binaries with light-time effect*, Bul.Astron. Inss. Czechosl.41 (1990), No.4
- Van Hamme W. : *The period behaviour of the detached binary system TX Herculis*, A&A 107, 409-411 (1982)
- Wolf M., Harmanec P., Diethelm R., Hornoch K., Eenens P. : *Apsidal Motion and light-time effect in eclipsing binaries HS Her and U Oph*, A&A 383, 533-539, 2002
- Zache P. : *Eclipsing binaries showing Light-Time Effect*, Astrophysics and Space Science 296:127-130, 2005
- Zache P. : private communication, 2006

## Σελίδες στο διαδίκτυο

<http://www.aavso.org/>

<http://www.as.ap.krakow.pl/o-c/index.php3>

<http://archive.eso.org/dss/dss>

[http://adsabs.harvard.edu/abstract\\_service.html](http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html)

<http://antwpr.gsfc.nasa.gov/apod/archivepix.html>

# ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ Α – Ο κώδικας LITE

Ο παρών κώδικας έχει γραφτεί από τον *Petr Zasche (2005)* και πρόκειται για ένα σύνολο εντολών οι οποίες εκτελούνται μέσα στο λογισμικό Matlab στην έκδοση 5.5 ή πιο πρόσφατη. Το πρόγραμμα περιέχει τις εξισώσεις του LITE (βλ. 4.4.3), περνά από τα σημεία του O-C διαγράμματος την θεωρητική καμπύλη και εξάγει τις παραμέτρους του τρίτου σώματος. Παρακάτω παρουσιάζεται η σειρά δημιουργίας των απαραίτητων αρχείων για την εκτέλεση του προγράμματος.

## Το αρχείο minima (.min)

Αρχικά πρέπει να φτιάξουμε ένα αρχείο όπου θα περιέχει τους χρόνους ελαχίστων τους οποίους θα χρησιμοποιήσουμε. Καλούμαστε να βάλουμε στατιστικό βάρος σε κάθε χρόνο παρατήρησης, το οποίο είναι ανάλογο του τρόπου παρατήρησης, από τον οποίο προήλθε ο χρόνος ελαχίστου. Ο κατασκευαστής του προγράμματος προτείνει στατιστικό βάρος ίσο με 1 για τα σημεία που προήλθαν από οπτικές παρατηρήσεις (v), ίσο με 5 για τα σημεία που προήλθαν από φωτογραφικές παρατηρήσεις (p), ίσο με 10 για τα σημεία που προήλθαν από φωτοηλεκτρικές παρατηρήσεις (e), και τέλος ίσο με 10 για τα σημεία που προήλθαν από CCD παρατηρήσεις (cc). Βέβαια το στατιστικό βάρος είναι προσωπική υπόθεση, και είναι στην ευχέρεια του χρήστη να αποκλείσει κάποια σημεία τα οποία τα θεωρεί τελείως λάθος, ανεξάρτητα της μεθόδου με την οποία έχουν προκύψει, θέτοντας στατιστικό βάρος ίσο με 0. Τέλος κάνουμε *save* το παραπάνω αρχείο δίνοντας του το όνομα : Όνομα αστέρα.**min** (π.χ GOCyg.min).

## Το αρχείο input (.in)

Σε αυτό το αρχείο δίνουμε αρχικές παραμέτρους για το σύστημα. Όπου  $\mathbf{JD}_0$  και  $\mathbf{P}$  είναι τα στοιχεία της εφημερίδας του αστέρα,  $\mathbf{P}_3$  είναι η περίοδος του τρίτου σώματος και προκύπτει από την ημιτονοειδή καμπύλη του O-C διαγράμματος του συστήματος,  $T_0$  μία τιμή HJD όπου θεωρούμε ότι ξεκινάει η ημιτονοειδής καμπύλη, δηλαδή η στιγμή όπου το τρίτο σώμα περνά από το περίαστρο της τροχιάς του,  $A$  το πλάτος της ημιτονοειδούς καμπύλης του O-C διαγράμματος,  $\Omega$  το μήκος του περιάστρου της τροχιάς του τρίτου σώματος,  $e$  η εκκεντρότητα της τροχιάς του τρίτου σώματος και  $qmt$  ο ρυθμός μεταφοράς μάζας. Τέλος κάνουμε *save* το παραπάνω αρχείο δίνοντας του το όνομα : Όνομα αστέρα.**in** (π.χ GOCyg.in).

## Το αρχείο (.m)

Αυτό το αρχείο είναι ουσιαστικά το σύνολο εντολών, που θα τρέξουν στο Matlab. Στις παραμέτρους εισόδου (input parameters και input Data points) το πρόγραμμα «καλεί» τα αρχεία .min και .in ώστε να πάρει τιμές για τους υπολογισμούς. Πηγαίνουμε μέσα στο πρόγραμμα και αλλάζουμε το όνομα των αρχείων .min και .in με το όνομα των αρχείων που φτιάξαμε στα προηγούμενα βήματα. Στα τελευταία βήματα του κώδικα, στις εντολές που αναφέρονται στην εμφάνιση των O-C διαγραμμάτων, αλλάζουμε το όνομα, με το όνομα του αστέρα μας, ώστε ο τίτλος στα διαγράμματα που θα προκύψουν να είναι του αστέρα μας.

Παρακάτω παραθέτουμε τον κώδικα LITE, ο οποίος έχει τροποποιηθεί για το σύστημα TX Her. Στα input parameters και input data points έχουν χρησιμοποιηθεί τα ονόματα των αρχείων **TXHer.in** και **TXHer.min**, και στο τέλος το όνομα TXHer για τον τίτλο του εκάστοτε διαγράμματος.

**Το σημάδι (-) που εμφανίζεται δεξιά από κάποιες εντολές είναι δική μας προσθήκη, και ως στόχο έχει να τονίσει την γραμμή του κώδικα στην οποία πρέπει να αλλάξουμε το όνομα.**

```
%Simplex Program for computing 7 elements of the Light-Time Effect of concrete system !!!
```

```
clear; %clear all variables in memory
```

```
%-----INPUT PARAMETERS: -----
```

```
fid = fopen('TXHer.in','r'); %input file *.in with the initial LITE parameters, only for reading
```

(-)

```
row=0;
```

```
i=0;
```

```
while row ~= -1
```

```
    i=i+1;
```

```
    row=fgets(fid);
```

```
    if i ~= 1
```

```
        if row ~= -1
```

```
            A=sscanf(row,'%f');
```

```
            Y(i-1)=A(1);
```

```
        end
```

```
    end
```

```
end
```

```
status = fclose('all'); %close the file
```

```
clear A row i fid status; %it is better to clear all unnecessary variables from the memory
```

```
Y=Y';
```

```
%-----
```

```
%-----INPUT DATA POINTS (=minima times): -----
```

```
fid = fopen('TXHer.min','r'); %input file *.min with the data (times of minima - JDi), open only for reading (-)
```

```
row=0;
```

```
i=0;
```

```
while row ~= -1
```

```
    i=i+1;
```

```
    row=fgets(fid);
```

```
    if i ~= 1
```

```
        if row ~= -1
```

```
            A=sscanf(row,'%f');
```

```
            Minima(i-1)=A(1);
```

```
            Weight(i-1)=A(2);
```

```
        end
```

```
    end
```

```
end
```

```
status = fclose('all');
```

```
clear A row fid status;
```

```
%-----
```

```
N=i-2; %number of data points (minima times)
```

```
param=8; %number of parameters to fit (only 8 parameters of the LITE and from quadratic term)
```

```
alfa=1.0; %parameters of the simplex itself:
```

```
beta=0.35;
```

```
gama=2.0;
```

```
delta=0.5;
```

```
M1=1.00; %mass of the primary star
```

```
M2=1.00; %mass of the secondary star
```

```
Minima=Minima'; %minima times
```

```
Weight=Weight'; %weights of individual minima times
```

```
JDi=Minima+2400000; %Juliane date of individual minima times
```

```
clear Minima;
```

```
JD00=Y(1); %here are the 8 parameters of the LITE from the Y matrix
```

```
P=Y(2);
```

```
p3=Y(3);
```

```
T0=Y(4);
```

```

A=Y(5);
omega=Y(6);
excen=Y(7);
qmt=Y(8);

clear Y;

Epo0=Epoch(JDi,JD00,P); %Epoch of individual minima times
O=JDi-JD00-P*Epo0; %O-C difference

j=1;
k=1;
for i = 1:N
    switch round(10*abs(Epo0(i)-round(Epo0(i))))
    case 0
        E11(j)=Epo0(i); %primary minima times
        Occ1(j)=O(i);
        B1(j)=Weight(i);
        j=j+1;
    case 5 %secondary minima times
        E21(k)=Epo0(i);
        Occ2(k)=O(i);
        B2(k)=Weight(i);
        k=k+1;
    end
end

m=1;
n=1;
o=1;
o1=1;
remove=0; %some minima times were eliminated
for i = 1:j-1 %primary minima times
    switch B1(i)
    case 0 %weight = 0 => ignore this minimum!
        remove=remove+1; %removed minima times (=weight 0)
    case 1 %visual primary minima times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 3 %photographic primary minima times, worse quality
        E1pp(o1)=E11(i);
        O1pp(o1)=Occ1(i);
        o1=o1+1;
    case 5 %photographic primary minima times
        E1p(o)=E11(i);
        O1p(o)=Occ1(i);
        o=o+1;
    case 10 %ccd primary minima times
        E1c(m)=E11(i);
        O1c(m)=Occ1(i);
        m=m+1;
    end
end

p=1;
q=1;
r=1;
o2=1;
for i = 1:k-1 %secondary minima times
    switch B2(i)
    case 0

```

```

    remove=remove+1; %removed secondary minima times
case 1 %visual secondary minima times
    E2v(p)=E21(i);
    O2v(p)=Occ2(i);
    p=p+1;
case 3 %photographic secondary minima times, worse quality
    E2pp(o2)=E21(i);
    O2pp(o2)=Occ2(i);
    o2=o2+1;
case 5 %photographic secondary minima times
    E2p(q)=E21(i);
    O2p(q)=Occ2(i);
    q=q+1;
case 10 %ccd secondary minima times
    E2c(r)=E21(i);
    O2c(r)=Occ2(i);
    r=r+1;
end
end

%----- HERE PLOT THE FIGURE: -----
figure(1);
if n > 1 plot(E1v,O1v,',' , 'MarkerSize',6); end %plot primary visual minima times
hold on
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,',' , 'MarkerSize',8); end %primary photographic minima times, worse quality
if o > 1 plot(E1p,O1p,',' , 'MarkerSize',12); end %primary photographic minima times
if m > 1 plot(E1c,O1c,',' , 'MarkerSize',17); end %primary ccd minima times
if p > 1 plot(E2v,O2v,'o', 'MarkerSize',2); end %secondary visual minima times
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'o', 'MarkerSize',2); end %secondary photographic minima times, worse quality
if q > 1 plot(E2p,O2p,'o', 'MarkerSize',3); end %secondary photographic minima times
if r > 1 plot(E2c,O2c,'o', 'MarkerSize',4); end %secondary ccd minima times
xlabel('Epoch'); %labeling the axis
ylabel('O-C (Days)');
title('O-C diagram'); %labeling the figure
hold off
%-----

clear E1c E1v E1p E2c E2v E2p E1pp E2pp O1pp O2pp O1v O1c O1p O2v O2c O2p j k m n o o1 p q r o2
B1 B2 Occ1 Occ2 E11 E21 Epo0 O; %clear all unnecessary variables
%-----

quadr=input('Do you also want to use the quadratic term (mass transfer) \n besides the LITE (1) or only LITE
(0), or only quadratic term (2) ?');

if quadr ~= 1
    if quadr ~= 0
        if quadr ~= 2
            disp(['']);
            disp('Somethig is wrong, continue with no quadratic term. ');
            quadr=0;
            disp(['']);
        end
    end
end
end

count = input('How many steps in one calculation of the simplex algorithm? \n (circa hundreds, depends on
the speed of the computer): ');

disp([' ']);
input('Now the numbers on the screen represent (decreasing) sum \nof the square residuals from all minima
times \nin the best vertex of the actual simplex. ');

```



```

contin = 1;
while contin == 1

%----- HERE THE SIMPLEX ALGORITHM!!! ----->
JD0=JD00+random('Normal',0,0.008,1,param+1); %define the vertexes of the initial simplex
(x,y,...)=(JD0i,P0i,...):
JD0(2)=JD00;
P0=P+random('Normal',0,0.00001,1,param+1);
P0(2)=P;
p30=p3+random('Normal',0,500,1,param+1);
p30(2)=p3;
T00=T0+random('Normal',0,800,1,param+1);
T00(2)=T0;
omeg0=omega+random('Normal',0,2.5,1,param+1);
omeg0(2)=omega;
exc0=excen+random('Normal',0,0.03,1,param+1);
exc0(2)=excen;

if quadr == 2 %the case when we want to use only the quadratic term
    A0=random('Normal',0,0.0,1,param+1);
    q0=qmt+random('Normal',0,0.05,1,param+1);
    q0(2)=qmt;
elseif quadr == 1 %the case when we want to use the quadratic term with the LITE together
    A0=A+random('Normal',0,0.07,1,param+1);
    A0(2)=A;
    q0=qmt+random('Normal',0,0.05,1,param+1);
    q0(2)=qmt;
else %the case when we want to compute only LITE
    q0=random('Normal',0,0.0,1,param+1);
    A0=A+random('Normal',0,0.07,1,param+1);
    A0(2)=A;
end

abacus=0;
fl=0.001;
f0=0;

while abacus < count %abs((f0/fl-1))>0.0000000001 %necessary requirement to terminate the computing
(number of steps)
    fl=f;
    abacus=abacus+1;

% for i=1:param+1
% for j=1:N %-elegantnejsi alternativa, prozbatim zamitnuta, problemy s vektory v matici...
% M0(j,i) = 2*pi/p30(i)*(JDi(j)-T00(i));
% end
% end

Oc1=OminusC(JDi,T00(1),A0(1),p30(1),omeg0(1),exc0(1)); %compute O-C for the LITE of the 3.body
Oc2=OminusC(JDi,T00(2),A0(2),p30(2),omeg0(2),exc0(2));
Oc3=OminusC(JDi,T00(3),A0(3),p30(3),omeg0(3),exc0(3));
Oc4=OminusC(JDi,T00(4),A0(4),p30(4),omeg0(4),exc0(4));
Oc5=OminusC(JDi,T00(5),A0(5),p30(5),omeg0(5),exc0(5));
Oc6=OminusC(JDi,T00(6),A0(6),p30(6),omeg0(6),exc0(6));
Oc7=OminusC(JDi,T00(7),A0(7),p30(7),omeg0(7),exc0(7));
Oc8=OminusC(JDi,T00(8),A0(8),p30(8),omeg0(8),exc0(8));
Oc9=OminusC(JDi,T00(9),A0(9),p30(9),omeg0(9),exc0(9));

```

```

Oc01=JD0-JD0(1)-P0(1)*Epoch(JDi,JD0(1),P0(1))-Oc1+10^(-
10)*q0(1)*Epoch(JDi,JD0(1),P0(1)).*Epoch(JDi,JD0(1),P0(1)); %difference O-C for the vertexes from all the
measurements
Oc02=JD0-JD0(2)-P0(2)*Epoch(JDi,JD0(2),P0(2))-Oc2+10^(-
10)*q0(2)*Epoch(JDi,JD0(2),P0(2)).*Epoch(JDi,JD0(2),P0(2));
Oc03=JD0-JD0(3)-P0(3)*Epoch(JDi,JD0(3),P0(3))-Oc3+10^(-
10)*q0(3)*Epoch(JDi,JD0(3),P0(3)).*Epoch(JDi,JD0(3),P0(3));
Oc04=JD0-JD0(4)-P0(4)*Epoch(JDi,JD0(4),P0(4))-Oc4+10^(-
10)*q0(4)*Epoch(JDi,JD0(4),P0(4)).*Epoch(JDi,JD0(4),P0(4));
Oc05=JD0-JD0(5)-P0(5)*Epoch(JDi,JD0(5),P0(5))-Oc5+10^(-
10)*q0(5)*Epoch(JDi,JD0(5),P0(5)).*Epoch(JDi,JD0(5),P0(5));
Oc06=JD0-JD0(6)-P0(6)*Epoch(JDi,JD0(6),P0(6))-Oc6+10^(-
10)*q0(6)*Epoch(JDi,JD0(6),P0(6)).*Epoch(JDi,JD0(6),P0(6));
Oc07=JD0-JD0(7)-P0(7)*Epoch(JDi,JD0(7),P0(7))-Oc7+10^(-
10)*q0(7)*Epoch(JDi,JD0(7),P0(7)).*Epoch(JDi,JD0(7),P0(7));
Oc08=JD0-JD0(8)-P0(8)*Epoch(JDi,JD0(8),P0(8))-Oc8+10^(-
10)*q0(8)*Epoch(JDi,JD0(8),P0(8)).*Epoch(JDi,JD0(8),P0(8));
Oc09=JD0-JD0(9)-P0(9)*Epoch(JDi,JD0(9),P0(9))-Oc9+10^(-
10)*q0(9)*Epoch(JDi,JD0(9),P0(9)).*Epoch(JDi,JD0(9),P0(9));

clear Oc1 Oc2 Oc3 Oc4 Oc5 Oc6 Oc7 Oc8 Oc9;

f0(1)=sum(Weight.*(Oc01.*Oc01)); %sum of the square residuals (weighted) from all the measurements
in these vertexes:
f0(2)=sum(Weight.*(Oc02.*Oc02));
f0(3)=sum(Weight.*(Oc03.*Oc03));
f0(4)=sum(Weight.*(Oc04.*Oc04));
f0(5)=sum(Weight.*(Oc05.*Oc05));
f0(6)=sum(Weight.*(Oc06.*Oc06));
f0(7)=sum(Weight.*(Oc07.*Oc07));
f0(8)=sum(Weight.*(Oc08.*Oc08));
f0(9)=sum(Weight.*(Oc09.*Oc09));

clear Oc01 Oc02 Oc03 Oc04 Oc05 Oc06 Oc07 Oc08 Oc09;

Sort0=sort(f0); %sort the vector from the smallest element -> fh is the highest, fl the smallest
fh=Sort0(param+1);
fs=Sort0(param);
fl=Sort0(1);

if mod(abacus,5)==0
    disp(['Sum of square residuals: ', num2str(fl,10), ' Number of iterations: ', int2str(abacus),
    '/',int2str(count)]);
end

for i=1:param+1
    if f0(i)==Sort0(param+1) %gives the number of the worst vertex
        h=i;
    elseif f0(i)==Sort0(param) %gives the number of the second worst vertex
        s=i;
    else
        if f0(i)==Sort0(1) %gives the number of the best vertex
            l=i;
        end
    end
end
end

%clear f0 Sort0;

for i=1:param
    xc(i)=0;

```

```

end

for i=1:param+1          %calculate the center of the simplexu without the worst vertex i<>h
    if i~=h
        xc(1)=xc(1)+1/param*(JD0(i)); %coordinate of the centre in the JD0i
        xc(2)=xc(2)+1/param*(P0(i)); %coordinate of the center in the P0i, etc...
        xc(3)=xc(3)+1/param*(p30(i));
        xc(4)=xc(4)+1/param*(T00(i));
        xc(5)=xc(5)+1/param*(A0(i));
        xc(6)=xc(6)+1/param*(omeg0(i));
        xc(7)=xc(7)+1/param*(exc0(i));
        xc(8)=xc(8)+1/param*(q0(i));
    end
end
% 1 2 3 4 5 6 7 8
xh=[JD0(h),P0(h),p30(h),T00(h),A0(h),omeg0(h),exc0(h),q0(h)]; %coordinates of the worst vertex
xl=[JD0(l),P0(l),p30(l),T00(l),A0(l),omeg0(l),exc0(l),q0(l)]; %coordinates of the best vertex
xs=[JD0(s),P0(s),p30(s),T00(s),A0(s),omeg0(s),exc0(s),q0(s)]; %coordinates of the second worst
vertex

x=[JD0',P0',p30',T00',A0',omeg0',exc0',q0']; %coordinates of all the 8 vertexes of simplex - in all 7
parametrs

xalfa=(1+alfa)*xc-alfa*xh; %reflection      !|
% xbeta=(1-beta)*xc+beta*xh; %contraction  !|
% xgama=(1-gama)*xc+gama*xh; %expansion    !|
xdelta=xl+delta*(xh-xl); %shrinkage       !|
% for beta and gama see lower !

Oca=OminusC(JDi,xalfa(4),xalfa(5),xalfa(3),xalfa(6),xalfa(7));
Ocd=OminusC(JDi,xdelta(4),xdelta(5),xdelta(3),xdelta(6),xdelta(7));

%---+--+--+--+--+--+--+---
Oc0a=JDi-xalfa(1)-xalfa(2)*Epoch(JDi,xalfa(1),xalfa(2))-Oca+10^(-
10)*xalfa(8)*Epoch(JDi,xalfa(1),xalfa(2)).*Epoch(JDi,xalfa(1),xalfa(2));
Oc0d=JDi-xdelta(1)-xdelta(2)*Epoch(JDi,xdelta(1),xdelta(2))-Ocd+10^(-
10)*xdelta(8)*Epoch(JDi,xdelta(1),xdelta(2)).*Epoch(JDi,xdelta(1),xdelta(2));

f0a=sum(Weight.*(Oc0a.*Oc0a));
f0d=sum(Weight.*(Oc0d.*Oc0d));

if f0a < f1
    xgama=(1-gama)*xc+gama*((1+alfa)*xc-alfa*xh); %xbeta(xalfa(xh)) !
    Ocg=OminusC(JDi,xgama(4),xgama(5),xgama(3),xgama(6),xgama(7));
    Oc0g=JDi-xgama(1)-xgama(2)*Epoch(JDi,xgama(1),xgama(2))-Ocg+10^(-
10)*xgama(8)*Epoch(JDi,xgama(1),xgama(2)).*Epoch(JDi,xgama(1),xgama(2));
    f0g=sum(Weight.*(Oc0g.*Oc0g));
    if f0g < f0a
        for i=1:param
            x(h,i)=xgama(i);
        end
        Inp(abacus)=char('g');
    else
        for i=1:param
            x(h,i)=xalfa(i);
        end
        Inp(abacus)=char('a');
    end
end
else
    if f0a <= fs
        for i=1:param

```

```

        x(h,i)=xalfa(i);
    end
    Inp(abacus)=char('a');
else
    if f0a > fh
        xbeta=(1-beta)*xc+beta*xh;
        Ocb=OminusC(JDi,xbeta(4),xbeta(5),xbeta(3),xbeta(6),xbeta(7));
        Oc0b=JDi-xbeta(1)-xbeta(2)*Epoch(JDi,xbeta(1),xbeta(2))-Ocb+10^(-
10)*xbeta(8)*Epoch(JDi,xbeta(1),xbeta(2)).*Epoch(JDi,xbeta(1),xbeta(2));
        f0b=sum(Weight.*(Oc0b.*Oc0b));
    else
        xbeta=(1-beta)*xc+beta*((1+alfa)*xc-alfa*xh); %xbeta(xalfa(xh)) !
        Ocb=OminusC(JDi,xbeta(4),xbeta(5),xbeta(3),xbeta(6),xbeta(7));
        Oc0b=JDi-xbeta(1)-xbeta(2)*Epoch(JDi,xbeta(1),xbeta(2))-Ocb+10^(-
10)*xbeta(8)*Epoch(JDi,xbeta(1),xbeta(2)).*Epoch(JDi,xbeta(1),xbeta(2));
        f0b=sum(Weight.*(Oc0b.*Oc0b));
    end
    if f0b > fh
        for j=1:param+1
            for i=1:param
                x(j,i)=xl(i)+delta*(x(j,i)-xl(i));
            end
        end
        Inp(abacus)=char('d');
    else
        for i=1:param
            x(h,i)=xbeta(i);
        end
        Inp(abacus)=char('b');
    end
end
end

for i=1:param+1
    JD0(i)=x(i,1); %arbitrariness to which vertexes assign which values, in fact we don't know which is now
the best and the worst
    P0(i)=x(i,2);
    p30(i)=x(i,3);
    T00(i)=x(i,4);
    if x(i,5) < 0
        A0(i)=-(x(i,5)); %negative amplitudes ignore
    else
        A0(i)=x(i,5);
    end
    omeg0(i)=1/1000000*mod(round(abs(1000000*x(i,6))),360000000); %convert Rad->Deg and also to 4
decimals precision and in the range (0,360) deg!
    if x(i,7) <= 0 %negative eccentricities ignore
        exc0(i)=0;
    else
        exc0(i)=x(i,7);
    end
    q0(i)=x(i,8);
end
end
disp([' ']);
disp('Here are shown the individual simplex steps. a-reflection, b-contraction, d-shrinkage, g-expansion');
disp(Inp);

JD00=JD0(l);
P=P0(l);
p3=p30(l);
T0=T00(l);

```

```

A=A0(l);
omega=omeg0(l);
excen=exc0(l);
qmt=q0(l);

E=Epoch(JDi,JD00,P); %epoch of the minima
O=JDi-JD00-P*E; %difference O-C

minimumE=1000*floor(min(E)/1000);
maximumE=1000*ceil(max(E)/1000)+2000;

j=1;
k=1;
for i = 1:N
    switch round(10*abs(E(i)-round(E(i))))
    case 0
        E11(j)=E(i); %primar min
        Occ1(j)=O(i);
        B1(j)=Weight(i);
        j=j+1;
    case 5 %sec min
        E21(k)=E(i);
        Occ2(k)=O(i);
        B2(k)=Weight(i);
        k=k+1;
    end
end

m=1;
n=1;
o=1;
o1=1;
for i = 1:j-1 %prim min
    switch B1(i)
    case 1 %visual primar min
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 3 %photographic prim.min worse quality
        E1pp(o1)=E11(i);
        O1pp(o1)=Occ1(i);
        o1=o1+1;
    case 5 %photographic primar min
        E1p(o)=E11(i);
        O1p(o)=Occ1(i);
        o=o+1;
    case 10 %ccd primar min
        E1c(m)=E11(i);
        O1c(m)=Occ1(i);
        m=m+1;
    end
end

p=1;
q=1;
r=1;
o2=1;
for i = 1:k-1 %secondar minima
    switch B2(i)
    case 1 %visual sec min.
        E2v(p)=E21(i);
        O2v(p)=Occ2(i);

```

```

    p=p+1;
case 3    %photographic sec.min worse quality
    E2pp(o2)=E21(i);
    O2pp(o2)=Occ2(i);
    o2=o2+1;
case 5    %photographic sec minima
    E2p(q)=E21(i);
    O2p(q)=Occ2(i);
    q=q+1;
case 10   %ccd sec min
    E2c(r)=E21(i);
    O2c(r)=Occ2(i);
    r=r+1;
end
end

figure(3);
if m > 1 plot(E1c,O1c,'.','MarkerSize',17); end %prim ccd min
hold on
if o > 1 plot(E1p,O1p,'.','MarkerSize',12); end %prim phot min
if n > 1 plot(E1v,O1v,'.','MarkerSize',6); end %prim visual min
if p > 1 plot(E2v,O2v,'o','MarkerSize',2); end %sec visual min
if q > 1 plot(E2p,O2p,'o','MarkerSize',3); end %sec phot min
if r > 1 plot(E2c,O2c,'o','MarkerSize',4); end %sec ccd min
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,'.','MarkerSize',8); end %prim phot min worse quality
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'o','MarkerSize',2); end %sec phot min worse quality
xlabel('Epoch');
ylabel('O-C (days)');
%title('O-C diagram'); %only minimum times in O-C diagram, without a curve
hold off

Ep=minimumE:10:maximumE; %plot a curve from minimumE to maximumE
JD0=Ep*P+JD00;
Oc=OminusC(JD0,T0,A,p3,omega,excen)-10^(-10)*qmt*Ep.*Ep;

figure(4);
if m > 1 plot(E1c,O1c,'.','MarkerSize',17); end %prim ccd min
hold on
if n > 1 plot(E1v,O1v,'.','MarkerSize',6); end %prim visual min
if o > 1 plot(E1p,O1p,'.','MarkerSize',12); end %prim phot min
if p > 1 plot(E2v,O2v,'o','MarkerSize',2); end %sec visual min
if q > 1 plot(E2p,O2p,'o','MarkerSize',3); end %sec phot min
if r > 1 plot(E2c,O2c,'o','MarkerSize',4); end %sec ccd min
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,'.','MarkerSize',8); end %prim phot min worse quality
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'o','MarkerSize',2); end %sec phot min worse quality
plot(Ep,Oc);
xlabel('Epoch');
ylabel('O-C (days)');
title('O-C diagram TXHer'); %O-C diagr with the curve of the LITE
hold off

fm3=1/(p3/365.24)^2*((173.14*A/sqrt(1-(excen*cos(omega*pi/180))^2))^3); %mass function

disp([' ']);
disp(['Initial minimum: ',num2str(JD00),' HJD']);
disp(['Period of the eclipsing pair: ',num2str(P,'%2.9f'),' days']);
disp(['Period of the 3. body: ',num2str(p3,'%6.2f'),' days']);
disp(['Period of the 3. body: ',num2str(p3/365.24,'%3.3f'),' years']);
disp(['Periastron passage: ',num2str(T0,'%8.2f'),' HJD']);
disp(['Semiampitude of the LITE: ',num2str(A,'%1.6f'),' days']);
disp(['Argument of periastron: ',num2str(omega,'%3.2f'),' degree']);

```

(-)

```

disp(['Eccentricity of the 3.body orbit: ',num2str(excen)]);
disp(['Mass transfer rate: ',num2str(qmt)]);
disp(['Mass function of the 3. body: ',num2str(fm3),' M_Sun']);
disp(['Altogether: ',int2str(N),' measurements']);
disp(['And from those ',int2str(remove),' neglected']);
disp(['The computation ran ', int2str(count), ' times. What do you want to do now...?']);

Quest=input('Continue (c), terminate the calculation (T) or change \nthe number of iteration during one
simplex step (X)? ','s');

if Quest == 'c'
    contin = 1;
elseif Quest == 'T'
    contin = 0;
else
    if Quest == 'X'
        count=input('Input new number of iterations: ');
        contin=1;
    else
        input('Error!');
        contin=0;
    end
end

end %end of the whole cycle !!

E=Epoch(JDi,JD00,P); %epoch of the minima
O=JDi-JD00-P*E; %difference O-C

minimumO=Minimum(O,Weight,N)-0.01;
maximumO=Maximum(O,Weight,N)+0.01;

j=1;
k=1;
for i = 1:N
    switch round(10*abs(E(i)-round(E(i))))
    case 0
        E11(j)=E(i); %primar minimum
        Occ1(j)=O(i);
        B1(j)=Weight(i);
        JD01(j)=JDi(i);
        j=j+1;
    case 5 %secondar minimum
        E21(k)=E(i);
        Occ2(k)=O(i);
        B2(k)=Weight(i);
        JD02(k)=JDi(i);
        k=k+1;
    end
end

m=1;
n=1;
o=1;
o1=1;
for i = 1:j-1 %primar minimum
    switch B1(i)
    case 1 %visual primar minimum
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    end
end

```

```

case 3    %photographic prim.min worse quality
    E1pp(o1)=E11(i);
    O1pp(o1)=Occ1(i);
    o1=o1+1;
case 5    %photographic primar minimum
    E1p(o)=E11(i);
    O1p(o)=Occ1(i);
    o=o+1;
case 10   %ccd primar minimum
    E1c(m)=E11(i);
    O1c(m)=Occ1(i);
    m=m+1;
end
end

p=1;
q=1;
r=1;
o2=1;
for i = 1:k-1    %secondar minimum
    switch B2(i)
    case 1    %visual secondar minimum
        E2v(p)=E21(i);
        O2v(p)=Occ2(i);
        p=p+1;
    case 3    %photographic sec.min worse quality
        E2pp(o2)=E21(i);
        O2pp(o2)=Occ2(i);
        o2=o2+1;
    case 5    %photographic secondar minimum
        E2p(q)=E21(i);
        O2p(q)=Occ2(i);
        q=q+1;
    case 10   %ccd secondar minimum
        E2c(r)=E21(i);
        O2c(r)=Occ2(i);
        r=r+1;
    end
end

figure(3);
if m > 1 plot(E1c,O1c,','MarkerSize',17); end %prim ccd min
hold on
if o > 1 plot(E1p,O1p,','MarkerSize',12); end %prim phot min
if n > 1 plot(E1v,O1v,','MarkerSize',6); end %prim vis min
if p > 1 plot(E2v,O2v,'o','MarkerSize',2); end %sec vis min
if q > 1 plot(E2p,O2p,'o','MarkerSize',3); end %sec phot min
if r > 1 plot(E2c,O2c,'o','MarkerSize',4); end %sec ccd min
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,','MarkerSize',8); end %prim phot min worse quality
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'o','MarkerSize',2); end %prim phot min worse quality
xlabel('Epoch');
ylabel('O-C (days)');
title('O-C diagram TXHer'); %only minima times in the O-C diagr., without a curve
hold off

Ep=minimumE:10:maximumE; %plot a curve
JD0=Ep*P+JD00;
Oc=OminusC(JDi0,T0,A,p3,omega,excen)-10^(-10)*qmt*Ep.*Ep;

minJD=minimumE*P+JD00-2400000;
maxJD=maximumE*P+JD00-2400000;
minDate=JulToDate(minJD+2400000);

```

(-)



```

maxDate=JulToDate(maxJD+2400000);

figure(4);
if m > 1 plot(E1c,O1c,','MarkerSize',17); end %prim ccd min
hold on
if n > 1 plot(E1v,O1v,','MarkerSize',6); end %prim vis min
if o > 1 plot(E1p,O1p,','MarkerSize',12); end %prim phot min
if p > 1 plot(E2v,O2v,'o','MarkerSize',2); end %sec vis min
if q > 1 plot(E2p,O2p,'o','MarkerSize',3); end %sec phot min
if r > 1 plot(E2c,O2c,'o','MarkerSize',4); end %sec ccd min
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,','MarkerSize',8); end %prim phot min worse quality
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'o','MarkerSize',2); end %prim phot min worse quality
plot(Ep,Oc);
axis([minimumE maximumE minimumO maximumO]);
set(gca,'XAxisLocation','bottom');
set(gca,'box','on');
set(gca,'YAxisLocation','left');
xlabel('Epoch');
ylabel('O-C (days)');

```

```

RECT=[0.13 0.9242 0.775 0.0001];
axes('position', RECT);
axis([minDate maxDate -0.01 0.01]);
%set(gca,'XTickLabel','-15000|-10000|-5000|0|5000|10000|15000');
set(gca,'TickDir','out');
set(gca,'XAxisLocation','top');
title('O-C diagram TXHer '); %O-C diagram with the LITE curve
print -deps TXHer.eps; %transfor the O-C diagram into the .eps format
hold off

```

(-)

```

%-----
figure(5);
if m > 1 plot(E1c,O1c,','MarkerSize',17); end %prim ccd min
hold on
if n > 1 plot(E1v,O1v,','MarkerSize',6); end %prim vis min
if o > 1 plot(E1p,O1p,','MarkerSize',12); end %prim phot min
if p > 1 plot(E2v,O2v,'o','MarkerSize',2); end %sec vis min
if q > 1 plot(E2p,O2p,'o','MarkerSize',3); end %sec phot min
if r > 1 plot(E2c,O2c,'o','MarkerSize',4); end %sec ccd min
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,','MarkerSize',8); end %prim phot min worse quality
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'o','MarkerSize',2); end %prim phot min worse quality
plot(Ep,Oc);
axis([minimumE maximumE minimumO maximumO]);
set(gca,'XAxisLocation','bottom');
set(gca,'box','on');
set(gca,'YAxisLocation','left');
%set(gca,'PlotBoxAspectRatio',[1.8 1 1]);
set(gca,'PlotBoxAspectRatio',[2.4 1 1]);
xlabel('Epoch');
ylabel('O-C (days)');

```

```

%RECT=[0.13 0.80503 0.775 0.0001];
RECT=[0.13 0.733603 0.775 0.0001];
axes('position', RECT);
axis([minDate maxDate -0.01 0.01]);
%set(gca,'XTickLabel','-15000|-10000|-5000|0|5000|10000|15000');
set(gca,'TickDir','out');
set(gca,'XAxisLocation','top');
title('O-C diagram TXHer'); %O-C diagram with the LITE curve, another format, better to publish
print -deps TXHer3.eps; %transform the O-C diagram into the .eps format
hold off

```

(-)

% and also after the subtraction of the LITE ----->>

```
E=Epoch(JDi,JD00,P); %epoch of the minima  
Ocx=OminusC(JDi,T0,A,p3,omega,excen);  
O=JDi-JD00-P*E-Ocx+10^(-10)*qmt*E.*E; %residuum ((O-C)-LITE)
```

```
j=1;  
k=1;  
for i = 1:N  
    switch round(10*abs(E(i)-round(E(i))))  
    case 0  
        E11(j)=E(i); %prim minimum  
        Occ1(j)=O(i);  
        B1(j)=Weight(i);  
        j=j+1;  
    case 5 %sec minimum  
        E21(k)=E(i);  
        Occ2(k)=O(i);  
        B2(k)=Weight(i);  
        k=k+1;  
    end  
end
```

```
m=1;  
n=1;  
o=1;  
o1=1;  
for i = 1:j-1 %prim min  
    switch B1(i)  
    case 1 %vis prim min  
        E1v(n)=E11(i);  
        O1v(n)=Occ1(i);  
        n=n+1;  
    case 3 %phot prim min, worse  
        E1pp(o1)=E11(i);  
        O1pp(o1)=Occ1(i);  
        o1=o1+1;  
    case 5 %phot prim min  
        E1p(o)=E11(i);  
        O1p(o)=Occ1(i);  
        o=o+1;  
    case 10 %ccd prim min  
        E1c(m)=E11(i);  
        O1c(m)=Occ1(i);  
        m=m+1;  
    end  
end
```

```
p=1;  
q=1;  
r=1;  
o2=1;  
for i = 1:k-1 %sec min  
    switch B2(i)  
    case 1 %vis sec min  
        E2v(p)=E21(i);  
        O2v(p)=Occ2(i);  
        p=p+1;  
    case 3 %phot sec min, worse  
        E2pp(o2)=E21(i);  
        O2pp(o2)=Occ2(i);  
        o2=o2+1;
```

```

case 5      %phot sec min
  E2p(q)=E21(i);
  O2p(q)=Occ2(i);
  q=q+1;
case 10     %ccd sec min
  E2c(r)=E21(i);
  O2c(r)=Occ2(i);
  r=r+1;
end
end

minimumO=Minimum(O,Weight,N)-0.02;
maximumO=Maximum(O,Weight,N)+0.02;

E=minimumE:10:maximumE;
O=0+0.0000000000001*E;

figure(7);
if m > 1 plot(E1c,O1c,'.','MarkerSize',17); end %prim ccd min
hold on
if n > 1 plot(E1v,O1v,'.','MarkerSize',6); end %prim vis min
if o > 1 plot(E1p,O1p,'.','MarkerSize',12); end %prim phot min
if p > 1 plot(E2v,O2v,'o','MarkerSize',2); end %sec vis min
if q > 1 plot(E2p,O2p,'o','MarkerSize',3); end %sec phot min
if r > 1 plot(E2c,O2c,'o','MarkerSize',4); end %sec ccd min
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,'.','MarkerSize',8); end %prim phot min worse quality
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'o','MarkerSize',2); end %prim phot min worse quality
plot(E,O,'k');
axis([minimumE maximumE minimumO maximumO]);
set(gca,'XAxisLocation','bottom');
set(gca,'box','on');
set(gca,'YAxisLocation','left');
xlabel('Epoch');
ylabel('(O-C)-(O-C)_{LITE} (days)');

RECT=[0.13 0.9242 0.775 0.0001];
axes('position', RECT);
axis([minDate maxDate -0.01 0.01]);
%set(gca,'XTickLabel','-15000|-10000|-5000|0|5000|10000|15000');
set(gca,'TickDir','out');
set(gca,'XAxisLocation','top');
title('Residuals in (O-C) diagram GOCyg'); %residuals after the subtraction of the LITE
print -deps TXHer0.eps; %transform the O-C diagram into the .eps format
hold off
%-----
% here solve the minimal mass M3min from M12 and f(M3)
clear C;
C(1)=-1*sin(pi/2)^3;
C(2)=fm3;
C(3)=2*fm3*(M1+M2);
C(4)=fm3*(M1+M2)^2;
M3=roots(C);
for i=1:3
  if isreal(M3(i))
    m3min=M3(i);
  end
end
%M3=solve('fm3*((M1+M2+x)^2) = (x)^3');

%----- O U T P U T ----->>>
fid = fopen('TXHer.in','w');

```

(-)

(-)

```

fprintf(fid,'%s\n','%TXHer, output(and also input) parameters, comments on the first line only!');
fprintf(fid,'%12.5f',JD00);
fprintf(fid,'%s\n',' JD0');
fprintf(fid,'%2.10f',P);
fprintf(fid,'%s\n',' P(days)');
fprintf(fid,'%3.2f',p3);
fprintf(fid,'%s\n',' p3(days)');
fprintf(fid,'%10.2f', T0);
fprintf(fid,'%s\n',' T0');
fprintf(fid,'%1.6f',A);
fprintf(fid,'%s\n',' A(days)');
fprintf(fid,'%4.3f',omega);
fprintf(fid,'%s\n',' omega(deg)');
fprintf(fid,'%1.5f',excen);
fprintf(fid,'%s\n',' e');
fprintf(fid,'%2.5f',qmt);
fprintf(fid,'%s\n',' qmt');
status=fclose('all');

```

%----- O U T P U T ----->>>

```

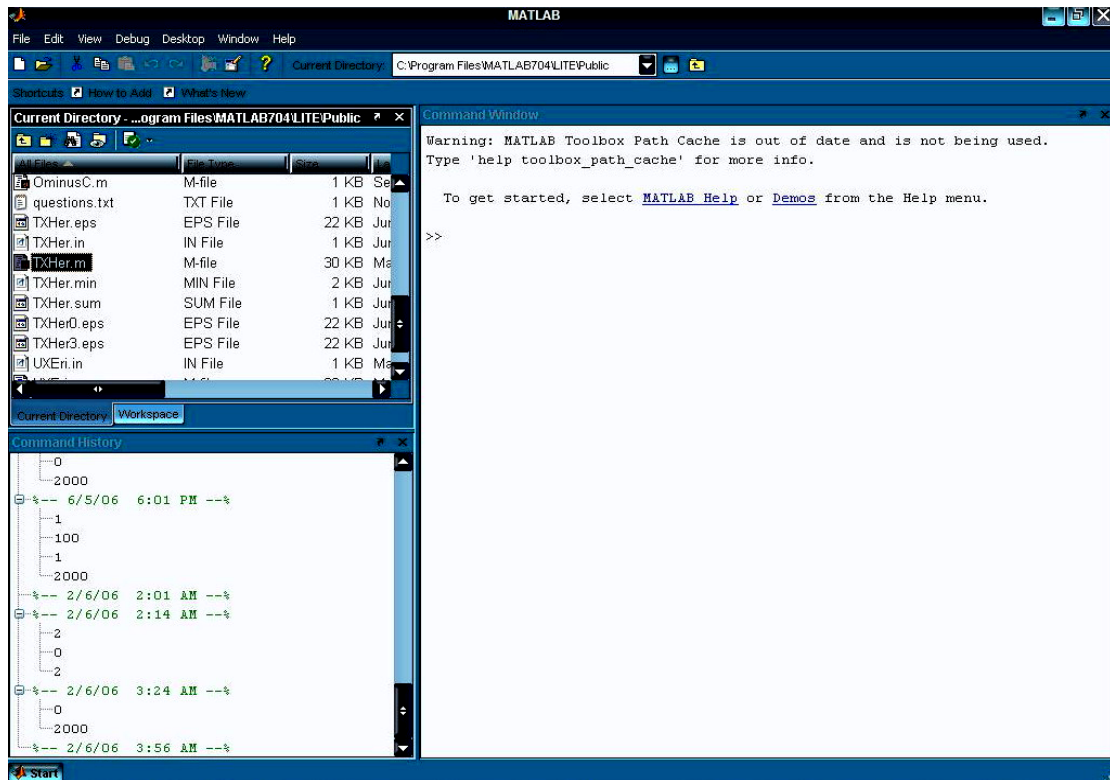
fid = fopen('TXHer.sum','w');
fprintf(fid,'%s\n','TXHer');
fprintf(fid,'%s\n','');
fprintf(fid,'%s','JD0 = ');
fprintf(fid,'%12.7f',JD00);
fprintf(fid,'%s\n',' HJD');
fprintf(fid,'%s','P = ');
fprintf(fid,'%2.12f',P);
fprintf(fid,'%s\n',' days');
fprintf(fid,'%s\n','');
fprintf(fid,'%s','p3 = ');
fprintf(fid,'%3.4f',p3);
fprintf(fid,'%s\n',' days');
fprintf(fid,'%s','p3 = ');
fprintf(fid,'%5.4f',p3/365.24);
fprintf(fid,'%s\n',' years');
fprintf(fid,'%s','T0 = ');
fprintf(fid,'%10.3f',T0);
fprintf(fid,'%s\n',' HJD');
fprintf(fid,'%s','A = ');
fprintf(fid,'%1.7f',A);
fprintf(fid,'%s\n',' days');
fprintf(fid,'%s','omega = ');
fprintf(fid,'%4.4f',omega);
fprintf(fid,'%s\n',' deg');
fprintf(fid,'%s','e = ');
fprintf(fid,'%1.7f\n',excen);
fprintf(fid,'%s','qmt = ');
fprintf(fid,'%4.4f',qmt);
fprintf(fid,'%s\n',' .10(-10)');
fprintf(fid,'%s\n','');
fprintf(fid,'%s','f(m3) = ');
fprintf(fid,'%4.10f',fm3);
fprintf(fid,'%s\n',' M_sun');
fprintf(fid,'%s','M3,min = ');
fprintf(fid,'%4.9f',m3min);
fprintf(fid,'%s\n',' M_sun');
fprintf(fid,'%s\n','');
fprintf(fid,'%s','SUM of the square residuals: ');
fprintf(fid,'%1.13f\n',fl);
status=fclose('all');

```

(-)

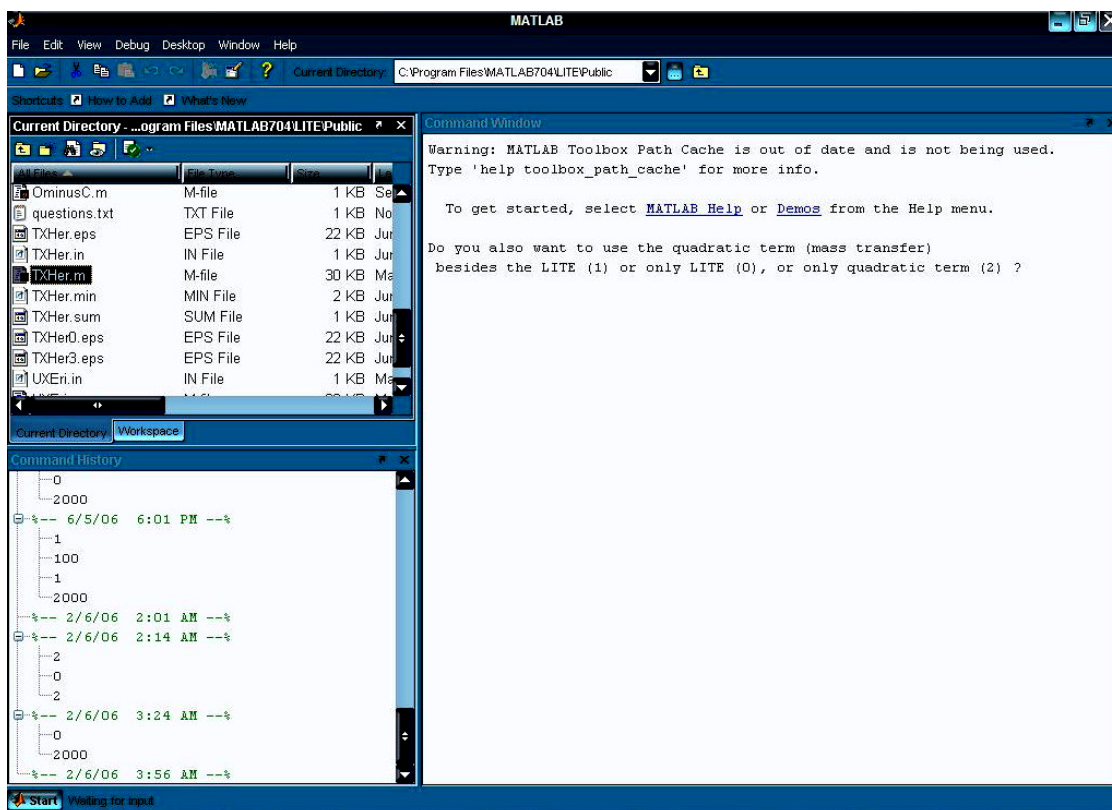
Εφόσον έχουν πραγματοποιηθεί όλα τα παραπάνω απαραίτητα βήματα, είμαστε πλέον έτοιμοι να «τρέξουμε» τον κώδικα LITE.

Ανοίγουμε το Matlab και μέσω αυτού βρίσκουμε τον φάκελο που περιέχει τα παραπάνω αρχεία.



Εικ.Π.Α.1 Εύρεση του φακέλου που περιέχει τα αρχεία .m, .min, .in (πάνω αριστερά)

Εν συνεχεία κάνουμε δεξί κλικ πάνω στο αρχείο .m και επιλέγουμε RUN. Τότε εμφανίζεται η εξής οθόνη :



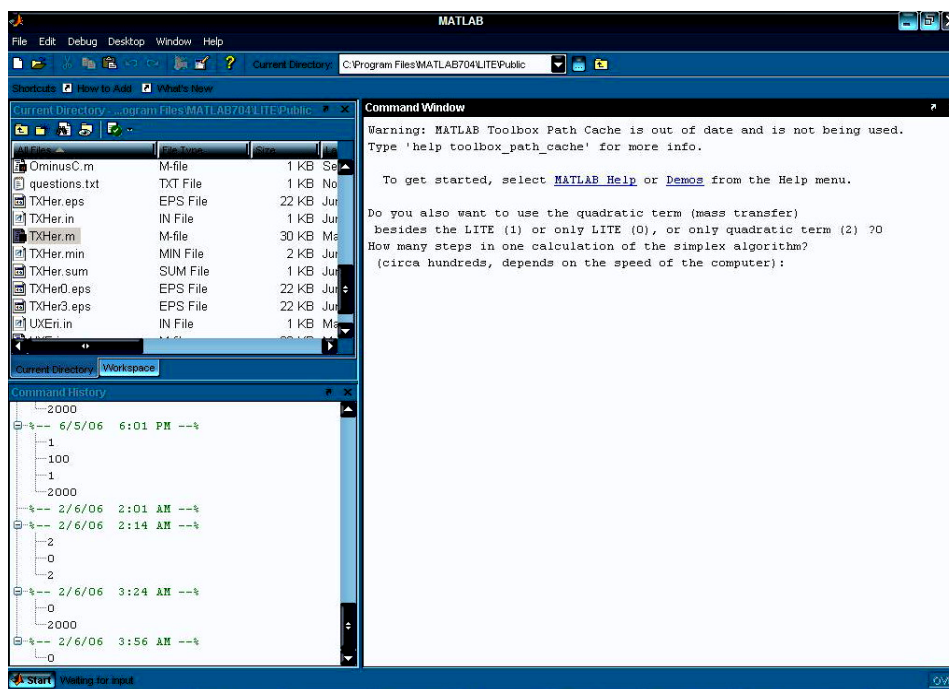
Εικ.Π.Α.2 Εμφάνιση της ερώτησης, «ποιες εξισώσεις να χρησιμοποιήσω?»

Μας ζητάει να επιλέξουμε 0,1 ή 2. Με την επιλογή 1, το πρόγραμμα θα προσθέσει στην λύση κι έναν τετραγωνικό (παραβολικό) όρο, με φυσική σημασία την ανταλλαγή μάζας στο διπλό σύστημα. Συνιστάται αυτό, όταν το O-C διάγραμμα του αστέρα δεν παρουσιάζει ακριβώς ημιτονοειδή μορφή, αλλά «φαίνεται» να υπάρχει ένα άθροισμα μεταξύ ημιτόνου και παραβολής. Με την επιλογή 0, το πρόγραμμα θα χρησιμοποιήσει μόνο τις εξισώσεις του LITE. Συνιστάται αυτό, όταν το O-C διάγραμμα του αστέρα παρουσιάζει προφανή ημιτονοειδή μορφή. Με την επιλογή 2 αποκλείουμε το LITE και χρησιμοποιούμε μόνο τον παραβολικό όρο. Η εξίσωση που χρησιμοποιείται τότε είναι η εξής :

$$T = T_0 + PE + qE^2$$

Όπου  $q = \beta/2$  και είναι ο συντελεστής του παραβολικού όρου. Εκφράζει τον ρυθμό μεταβολής της περιόδου ανά τροχιακό κύκλο, και έχει την φυσική σημασία της μεταφοράς μάζας μεταξύ των μελών του διπλού συστήματος. Αν  $q > 0$  τότε έχουμε μία συνεχόμενη αύξηση της περιόδου ανά τροχιακό κύκλο του διπλού συστήματος και μεταφορά μάζας από τον αστέρα μικρότερης μάζας προς αστέρα μεγαλύτερης μάζας. Σε αντίθετη περίπτωση, δηλαδή,  $q < 0$ , τότε έχουμε μία συνεχόμενη μείωση της περιόδου ανά τροχιακό κύκλο του διπλού συστήματος και μεταφορά μάζας από τον αστέρα μεγαλύτερης μάζας προς αστέρα μικρότερης μεγαλύτερης μάζας. (Zasche 2006)

Ανάλογα με τι είδους αστέρα έχουμε, επιλέγουμε 0,1 ή 2. Αφού επιλέξουμε και πατήσουμε *enter* εμφανίζεται η εξής οθόνη :



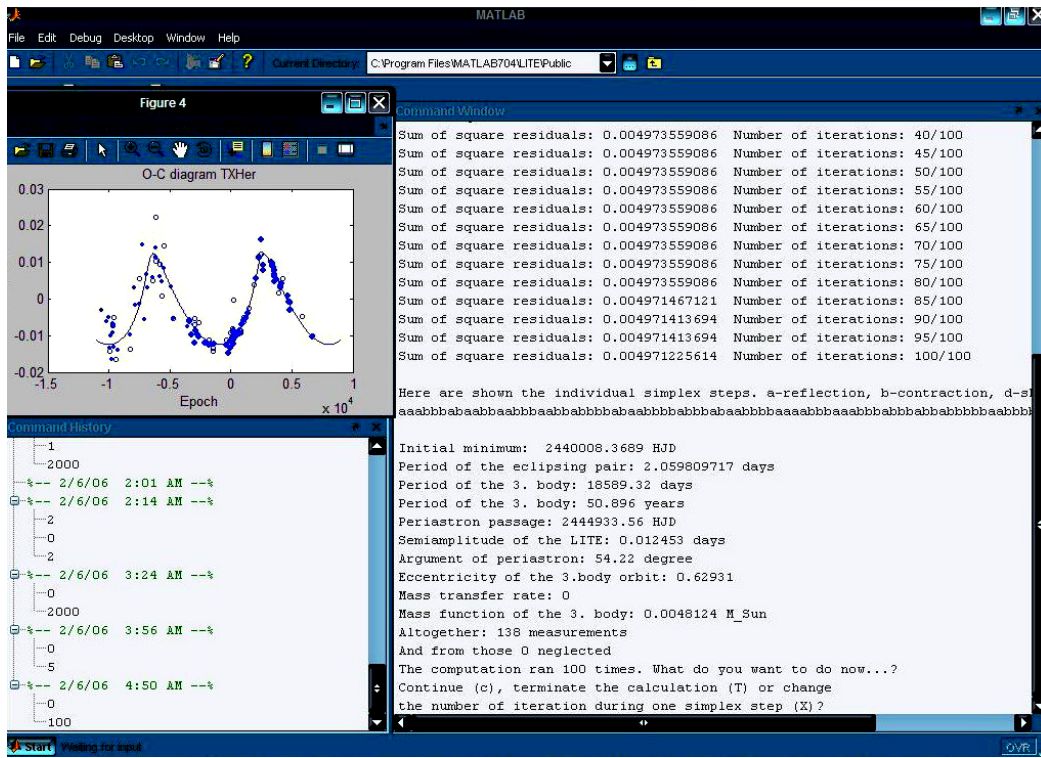
Εικ.Π.Α.3 Εμφάνιση της ερώτησης «πόσες επαναλήψεις να κάνω, σε έναν υπολογισμό?»

Εδώ μπορούμε να βάλουμε όσες επαναλήψεις επιθυμούμε. Ο χρόνος που θα καταναλωθεί ώστε κάνει τους υπολογισμούς είναι ανάλογος με την ταχύτητα του επεξεργαστή του Η/Υ. Ο κατασκευαστής συνιστά επεξεργαστή 1GHZ ή μεγαλύτερο ώστε να έχουμε μια καλή αναλογία καταναλισκόμενου χρόνου / αριθμό επαναλήψεων. Αφού επιλέξουμε τον αριθμό των επαναλήψεων, πατάμε δύο φορές *enter* και τότε το πρόγραμμα αρχίζει να «τρέχει».

Μετά το πέρας των επαναλήψεων, εμφανίζεται στην οθόνη το O-C διάγραμμα με την θεωρητική καμπύλη, το άθροισμα των τετράγωνων των υπολοίπων (η διαφορά των πειραματικών-θεωρητικών σημείων υψωμένη στο τετράγωνο, ο γνωστός σε όλους μας όρος, από την στατιστική,  $\chi^2$ ) κάθε επανάληψης (sum of square residuals), οι τιμές των παραμέτρων του τρίτου σώματος, και ένα μήνυμα που μας δίνει τις επιλογές ( C ) για να ξανατρέξει με τον ίδιο αριθμό επαναλήψεων, (T) για να σταματήσει, και (X) για να ξανατρέξει δίνοντας του άλλο αριθμό επαναλήψεων. Συνιστάται να

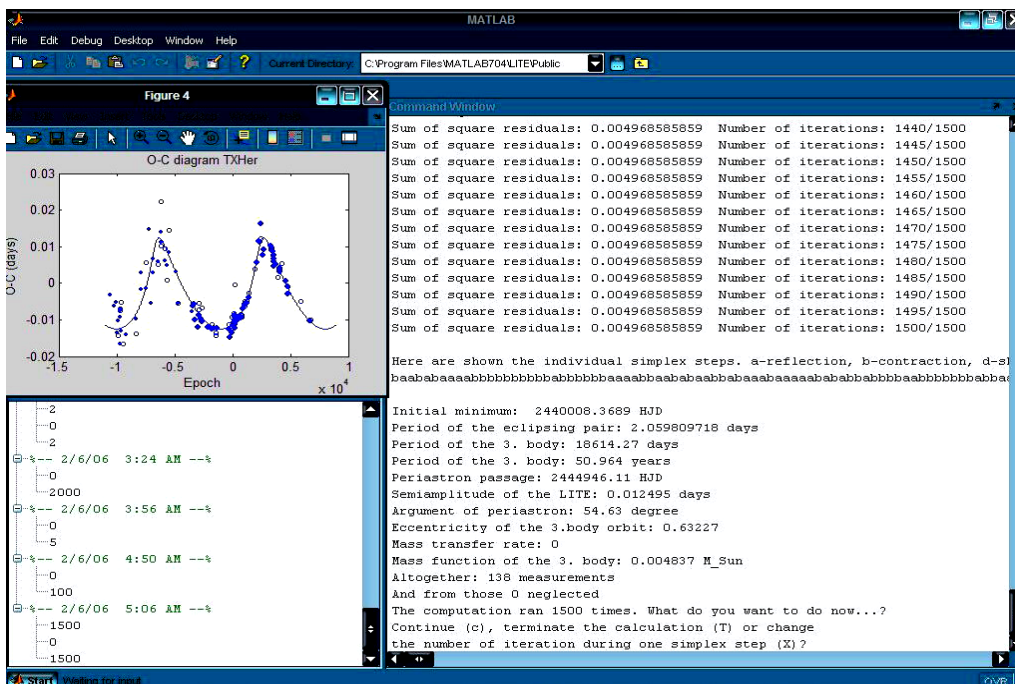
σταματάμε όταν πλέον αλλάζουν μόνο τα τελευταία δεκαδικά ψηφία του αθροίσματος των τετραγώνων των υπολοίπων ή ακόμα καλύτερα όταν αυτό έχει σταθεροποιηθεί.

Εάν επιλέξουμε ( C ), μπορούμε να παρατηρήσουμε τις μεταβολές των τιμών των παραμέτρων του τρίτου σώματος, καθώς και τα διαδοχικά «fittings» των θεωρητικών καμπύλων πάνω στα πειραματικά σημεία.



Εικ.Π.Α.4 Εμφάνιση του O-C διαγράμματος με την θεωρητική καμπύλη, των παραμέτρων του τρίτου σώματος, το άθροισμα των τετραγώνων των υπολοίπων σε κάθε επανάληψη (όπως βλέπουμε δεν έχει σταθεροποιηθεί), και οι επιλογές C,T,X στο τέλος

Αφού επαναλάβουμε όσες φορές χρειαστεί ώστε να μην μεταβάλλεται σχεδόν καθόλου το άθροισμα των τετραγώνων των υπολοίπων, έχουμε πλέον εξασφαλίσει την ορθότητα των παραμέτρων και το πέρασμα της θεωρητικής καμπύλης από τα πειραματικά σημεία.



Εικ.Π.Α.5 Το άθροισμα των τετραγώνων των υπολοίπων έχει σταθεροποιηθεί και πλέον είμαστε σίγουροι ότι το πρόγραμμα έχει συγκλίνει στις σωστές τιμές των παραμέτρων του τρίτου σώματος.

## ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ Β – Ο κώδικας Apsidal Motion

Ο παρών κώδικας έχει γραφτεί από τον Petr Zasche (2005) και πρόκειται για ένα σύνολο εντολών οι οποίες εκτελούνται μέσα στο λογισμικό Matlab στην έκδοση 5.5 ή πιο πρόσφατη. Το πρόγραμμα εμπεριέχει τις εξισώσεις της Apsidal Motion (βλ.4.3.4), περνά από τα σημεία του O-C διαγράμματος την θεωρητική καμπύλη και εξάγει τις τροχιακές παραμέτρους του συστήματος. Παρακάτω παρουσιάζεται η σειρά δημιουργίας απαραίτητων αρχείων, για την εκτέλεση του προγράμματος.

### Το αρχείο minima (.min)

Αρχικά πρέπει να φτιάξουμε ένα αρχείο όπου θα περιέχει τους χρόνους ελαχίστων τους οποίους θα χρησιμοποιήσουμε. Καλούμαστε να βάλουμε στατιστικό βάρος σε κάθε χρόνο παρατήρησης, το οποίο είναι ανάλογο του τρόπου παρατήρησης, από τον οποίο προήλθε ο χρόνος ελαχίστου. Ο κατασκευαστής του προγράμματος προτείνει στατιστικό βάρος ίσο με 1 για τα σημεία που προήλθαν από οπτικές παρατηρήσεις (v), ίσο με 5 για τα σημεία που προήλθαν από φωτογραφικές παρατηρήσεις (p), ίσο με 10 για τα σημεία που προήλθαν από φωτοηλεκτρικές παρατηρήσεις (e), και τέλος ίσο με 10 για τα σημεία που προήλθαν από ccd παρατηρήσεις (cc). Βέβαια το στατιστικό βάρος είναι προσωπική υπόθεση, και είναι στην ευχέρεια του χρήστη να αποκλείσει κάποια σημεία τα οποία τα θεωρεί τελείως λάθος, ανεξάρτητα της μεθόδου με την οποία έχουν προκύψει, θέτοντας στατιστικό βάρος ίσο με 0. Τέλος κάνουμε *save* το παραπάνω αρχείο δίνοντας του το όνομα : Όνομα αστέρα.min (π.χ GOCyg.min).

### Το αρχείο input (.in)

Σε αυτό το αρχείο δίνουμε αρχικές παραμέτρους για τον αστέρα. Όπου  $\mathbf{JD}_0$  και  $\mathbf{P}$  τα στοιχεία της εφημερίδας του συστήματος,  $\Omega$  και  $\frac{d\Omega}{dt}$  το μήκος και ο ρυθμός μεταβολής του περιάστρου της τροχιάς του δευτερεύοντος αστέρα, και  $e$  η εκκεντρότητα της τροχιάς του δευτερεύοντος αστέρα ως προς τον πρωτεύοντα. Τέλος κάνουμε *save* το παραπάνω αρχείο δίνοντας του το όνομα : Όνομα αστέρα.in (π.χ GOCyg.in).

### Το αρχείο (\_Epoch.m)

Αυτό το αρχείο είναι ένα σύνολο εντολών που κατασκευάζει το O-C διάγραμμα του αστέρα και καλεί τις τιμές των δύο παραπάνω αρχείων. Μπαίνουμε μέσα στον κώδικα, και αλλάζουμε το όνομα του αστέρα, με το όνομα του αστέρα τον οποίο θέλουμε να μελετήσουμε. Τέλος κάνουμε *save* το παραπάνω αρχείο δίνοντας του το όνομα: Όνομα αστέρα\_Epoch.m (π.χ GOCyg\_Epoch.m).

### Το αρχείο (\_onlyApsidal.m)

Αυτό το αρχείο είναι ουσιαστικά το σύνολο εντολών, που θα τρέξουν στο Matlab. Στις παραμέτρους εισόδου (input parameters και input Data points) το πρόγραμμα «καλεί» τα αρχεία .min και .in ώστε να πάρει τιμές για τους υπολογισμούς. Πηγαίνουμε μέσα στο πρόγραμμα και αλλάζουμε το όνομα των αρχείων .min και .in με το όνομα των αρχείων που φτιάξαμε στα δύο πρώτα βήματα. Στα τελευταία βήματα του κώδικα, στις εντολές που αναφέρονται στην εμφάνιση



των O-C διαγραμμάτων, αλλάζουμε το όνομα, με το όνομα του συστήματός μας, ώστε ο τίτλος στα διαγράμματα που θα προκύψουν να είναι του συστήματός μας.

Παρακάτω παραθέτουμε τον κώδικα **\_Epoch** που έχει τροποποιηθεί για το σύστημα IQPer.

**Το σημάδι (-) που εμφανίζεται δεξιά από κάποιες εντολές είναι δική μας προσθήκη, και ως στόχο έχει να τονίσει την γραμμή του κώδικα στην οποία πρέπει να αλλάξουμε το όνομα.**

```
%Simplex Program Only For Computing Epoch Times !!!
```

```
clear; %clear all variables in memory
```

```
%-----INPUT PARAMETERS: -----
```

```
fid = fopen('IQPer.in','r'); %input file *.in with the initial parameters, only for reading
```

(-)

```
row=0;
```

```
i=0;
```

```
while row ~= -1
```

```
    i=i+1;
```

```
    row=fgets(fid);
```

```
    if i ~= 1
```

```
        if row ~= -1
```

```
            A=sscanf(row,'%f');
```

```
            Y(i-1)=A(1);
```

```
        end
```

```
    end
```

```
end
```

```
status = fclose('all'); %close the file
```

```
clear A row i fid status; %it is better to clear all unnecessary variables from the memory
```

```
Y=Y';
```

```
%-----
```

```
%-----INPUT DATA POINTS (=minimum times): -----
```

```
fid = fopen('IQPer.min','r'); %input file *.min with the data (times of minima = JDi), open only for reading (-)
```

```
row=0;
```

```
i=0;
```

```
while row ~= -1
```

```
    i=i+1;
```

```
    row=fgets(fid);
```

```
    if i ~= 1
```

```
        if row ~= -1
```

```
            A=sscanf(row,'%f');
```

```
            Minima(i-1)=A(1);
```

```
            Weight(i-1)=A(2);
```

```
        end
```

```
    end
```

```
end
```

```
status = fclose('all');
```

```
clear A row fid status i;
```

```
%-----
```

```
Minima=Minima'; %minimum times
```

```
Weight=Weight'; %weight of individual minimum time
```

```
JDi=Minima+2400000; %Juliane date of individual minimum time
```

```
JD00=Y(1); %here is the initial time of minimum from the Y matrix
```

```
P=Y(2); %here is the initial period from the Y matrix
```

```
clear Y Minima;
```

```
Epo=Epoch(JDi,JD00,P); %Epoch of individual minima times
```

```
Output=[JDi'; Weight'; Epo'];
```

```
%----- O U T P U T ----->>>
```

```
fid = fopen('IQPer.epo','w');  
fprintf(fid,'%s\n','%IQPer,only minima times+corresponding epochs,comments on the 1.line only!');  
fprintf(fid,'%12.6f %2.0f %8.2fn',Output);  
status=fclose('all');
```

(-)

Παρακάτω παραθέτουμε τον κώδικα **\_onlyApsidal** που έχει τροποποιηθεί για τον αστέρα IQPer. Το σημάδι (-) που εμφανίζεται δεξιά από κάποιες εντολές είναι δική μας προσθήκη, και ως στόχο έχει να τονίσει την γραμμή του κώδικα στην οποία πρέπει να αλλάζουμε το όνομα.

```
clear; %clear all variables in memory
```

```
%-----INPUT PARAMETERS: -----
```

```
fid = fopen('IQPer.in','r'); %input file *.in with the initial parameters, only for reading  
row=0;  
i=0;  
while row ~= -1  
    i=i+1;  
    row=fgets(fid);  
    if i ~= 1  
        if row ~= -1  
            A=sscanf(row,'%f');  
            Y(i-1)=A(1);  
        end  
    end  
end  
status = fclose('all'); %close the file  
clear A row i fid status; %it is better to clear all unnecessary variables from the memory  
Y=Y';  
%-----
```

(-)

```
%-----INPUT DATA POINTS (=minimum times): -----
```

```
fid = fopen('IQPer.epo','r'); %input file *.min with the data (times of minimum - JDi and Epochs),  
  
open only for reading  
row=0;  
i=0;  
while row ~= -1  
    i=i+1;  
    row=fgets(fid);  
    if i ~= 1  
        if row ~= -1  
            A=sscanf(row,'%f');  
            JDi(i-1)=A(1); %Juliane date of individual minimum times  
            Weight(i-1)=A(2); %Weights of individual minimum times  
            Epo0(i-1)=A(3); %Epoch of individual minimum times  
        end  
    end  
end  
status = fclose('all');  
clear A row fid status;  
%-----  
N=i-2; %number of data points (minimum times)  
param=5; %number of parameters to fit (5 apsidal parameters)
```

(-)

```
alfa=1.0; %parameters of the simplex itself:  
beta=0.35;
```

```

gama=2.0;
delta=0.5;

JDi=JDi'; %Minimum times
Weight=Weight'; %Weights of individual minimum times
Epo0=Epo0'; %Epoch of individual minimum times

JD00=Y(1); %here are the 5 parameters of the Apsidal motion from the Y matrix
P=Y(2);
excen1=Y(3);
omega1=Y(4);
dotd=Y(5);

clear Y;

O=JDi-JD00-P*Epo0; %O-C difference

NumberPrim=0;
NumberSec=0;
for i = 1:N
    switch round(10*abs(Epo0(i)-round(Epo0(i))))
    case 0 %primary minimum times
        NumberPrim=NumberPrim+1;
        E11(NumberPrim)=Epo0(i);
        Occ1(NumberPrim)=O(i);
        B1(NumberPrim)=Weight(i);
    case 5 %secondary minimum times
        NumberSec=NumberSec+1;
        E21(NumberSec)=Epo0(i);
        Occ2(NumberSec)=O(i);
        B2(NumberSec)=Weight(i);
    end
end

m=1;
n=1;
o=1;
o1=1;
remove=0; %some minimum times were eliminated
for i = 1:NumberPrim %primary minimum times
    switch B1(i)
    case 0 %weight = 0 => ignore this minimum!
        remove=remove+1; %removed minimum times (=weight 0)
    case 1 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 2 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 3 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 4 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 5 %photographic primary minimum times, worse quality
        E1pp(o1)=E11(i);
        O1pp(o1)=Occ1(i);

```

```

o1=o1+1;
case 10 %photographic primary minimum times
E1p(o)=E11(i);
O1p(o)=Occ1(i);
o=o+1;
case 30 %ccd primary minimum times
E1c(m)=E11(i);
O1c(m)=Occ1(i);
m=m+1;
end
end

p=1;
q=1;
r=1;
o2=1;
for i = 1:NumberSec %secondary minimum times
switch B2(i)
case 0
remove=remove+1; %removed secondary minimum times
case 1 %visual secondary minimum times
E2v(p)=E21(i);
O2v(p)=Occ2(i);
p=p+1;
case 2 %visual secondary minimum times
E2v(p)=E21(i);
O2v(p)=Occ2(i);
p=p+1;
case 3 %visual secondary minimum times
E2v(p)=E21(i);
O2v(p)=Occ2(i);
p=p+1;
case 4 %visual secondary minimum times
E2v(p)=E21(i);
O2v(p)=Occ2(i);
p=p+1;
case 5 %photographic secondary minimum times, worse quality
E2pp(o2)=E21(i);
O2pp(o2)=Occ2(i);
o2=o2+1;
case 10 %photographic secondary minimum times
E2p(q)=E21(i);
O2p(q)=Occ2(i);
q=q+1;
case 30 %ccd secondary minimum times
E2c(r)=E21(i);
O2c(r)=Occ2(i);
r=r+1;
end
end

%----- HERE PLOT THE FIGURE: -----
figure(1);
clf;
if n > 1 plot(E1v,O1v,'k.','MarkerSize',6); end %plot primary visual minimum times
hold on
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,'k.','MarkerSize',8); end %primary photographic minimum times, worse quality
if o > 1 plot(E1p,O1p,'k.','MarkerSize',12); end %primary photographic minimum times
if m > 1 plot(E1c,O1c,'k.','MarkerSize',17); end %primary ccd minimum times
if p > 1 plot(E2v,O2v,'bo','MarkerSize',2); end %secondary visual minimum times
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'bo','MarkerSize',2); end %secondary photographic minimum times, worse quality
if q > 1 plot(E2p,O2p,'bo','MarkerSize',3); end %secondary photographic minimum times

```

```

if r > 1 plot(E2c,O2c,'bo','MarkerSize',4); end %secondary ccd minimum times
xlabel('Epoch'); %labeling the axis
ylabel('O-C (Days)');
title('O-C diagram IQPer'); %labeling the figure (-)
print -depsc IQPerBeforeComputation.eps;
hold off
%-----
% clear E1c E1v E1p E2c E2v E2p E1pp E2pp O1pp O2pp O1v O1c O1p O2v O2c O2p j k m n o o1 p q r o2
B1 B2 Occ1 Occ2 E11 E21 O; %clear all unnecessary variables
%-----
minimumE=2000*floor(min(Epo0)/2000);
maximumE=2000*ceil(max(Epo0)/2000);

i=0;
Pa=P/(1-dodt*pi*365.24/(2*pi*P*180));
for Ep = minimumE:10:maximumE
    i=i+1;
    Epo(i) = Ep;
    Tprim(i) = Primary(JD00,Ep,P,excen1,dodt*pi/180*365.24/P,omega1*pi/180)-JD00-P*Ep;
    Tsec(i) = Secondary(JD00,Ep,P,excen1,dodt*pi/180*365.24/P,omega1*pi/180)-JD00-P*Ep-Pa/2;
end
clear i Ep;

figure(2);
clf;
hold on
plot(Epo,Tprim,'k-');
plot(Epo,Tsec,'b-');
set(gca,'box','on');
if n > 1 plot(E1v,O1v,'k.','MarkerSize',6); end %plot primary visual minimum times
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,'k.','MarkerSize',8); end %primary photographic minimum times, worse quality
if o > 1 plot(E1p,O1p,'k.','MarkerSize',12); end %primary photographic minimum times
if m > 1 plot(E1c,O1c,'k.','MarkerSize',17); end %primary ccd minimum times
if p > 1 plot(E2v,O2v,'bo','MarkerSize',2); end %secondary visual minimum times
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'bo','MarkerSize',2); end %secondary photographic minimum times, worse quality
if q > 1 plot(E2p,O2p,'bo','MarkerSize',3); end %secondary photographic minimum times
if r > 1 plot(E2c,O2c,'bo','MarkerSize',4); end %secondary ccd minimum times
xlabel('Epoch'); %labeling the axis
ylabel('O-C (Days)');
title('O-C diagram IQPer'); %labeling the figure (-)
print -depsc IQPerBeforeWithCurve.eps;
hold off
%-----
clear E1c E1v E1p E1pp E2c E2v E2p E2pp O1v O1c O1p O2v O2c O2p O1pp O2pp j k m n o o1 p q r o2
O; %clear all unnecessary variables
%-----

% ===== HERE THE WHOLE CYCLE BEGINS: =====
OuterAbacus=0;

count = input('How many steps in one calculation of the simplex algorithm? \n (a few, depends on the speed
of the computer): ');
disp([' ']);
input('Now the numbers on the screen represent (decreasing) sum \nof the square residuals from all
minimum times \nin the best vertex of the actual simplex.');
```

```

contin = 1;
while contin == 1
    OuterAbacus=OuterAbacus+1;
    %----- HERE THE SIMPLEX ALGORITHM!!! ----->
    JD0D=JD00+random('Normal',0,0.0025,1,param+1);

```

```

JD0D(1)=JD00;
PD=P+random('Normal',0,0.0000021,1,param+1);
PD(1)=P;
excen1D=excen1+random('Normal',0,0.08,1,param+1);
excen1D(1)=excen1;
omega1D=omega1+random('Normal',0,125,1,param+1);
omega1D(1)=omega1;
dodtD=dodt+random('Normal',0,0.145,1,param+1);
dodtD(1)=dodt;

konst=400;
abacus=konst+1;
fl=0.001;

for i = 1:konst+1
    SumOfSquares(i)=0;
end

SumOfSquares(abacus)=1;
while SumOfSquares(abacus) ~= SumOfSquares(abacus-konst) %the requirement for terminate the
calculations, when the sum of squares is konstant
    abacus=abacus+1;

%----- here the values from all data points from all parameters -----
for i=1:param+1
    SumOfSquaresAstr(i) =
ApsidalMotion(JD0D(i),JDi,Epo0,Weight,N,PD(i),excen1D(i),dodtD(i),omega1D(i));
end
%-----

Sort0=sort(SumOfSquaresAstr); %sort the vector from the smallest element -> fh is the highest, fl the
smallest
fh=Sort0(param+1);
fs=Sort0(param);
fl=Sort0(1);
SumOfSquares(abacus)=fl; %the best, the lowest sum of squares

if mod(abacus,10)==0
    disp(['Sum of square residuals: ', num2str(fl,25), ' Number of iterations: ', int2str(abacus-konst), '/',
int2str(OuterAbacus), '/',int2str(count),]);
end

for i=1:param+1
    if SumOfSquaresAstr(i)==Sort0(param+1) %gives the number of the worst vertex
        h=i;
    elseif SumOfSquaresAstr(i)==Sort0(param) %gives the number of the second worst vertex
        s=i;
    else
        if SumOfSquaresAstr(i)==Sort0(1) %gives the number of the best vertex
            l=i;
        end
    end
end
clear SumOfSquaresAstr Sort0;

for i=1:param
    xc(i)=0;
end

for i=1:param+1 %calculate the center of the simplex without the worst vertex i<>h
    if i~=h

```

```

xc(1)=xc(1)+1/param*(JD0D(i));
xc(2)=xc(2)+1/param*(PD(i));
xc(3)=xc(3)+1/param*(excen1D(i));
xc(4)=xc(4)+1/param*(omega1D(i));
xc(5)=xc(5)+1/param*(dodtD(i));
end
end
% 1 2 3 4 5
xh=[JD0D(h),PD(h),excen1D(h),omega1D(h),dodtD(h)]; %coordinates of the worst vertex
xl=[JD0D(l),PD(l),excen1D(l),omega1D(l),dodtD(l)]; %coordinates of the best vertex
xs=[JD0D(s),PD(s),excen1D(s),omega1D(s),dodtD(s)]; %coordinates of the second worst vertex

x=[JD0D',PD',excen1D',omega1D',dodtD']; %coordinates of all the 6 vertexes of simplex - in all 5
parametrs

xalfa=(1+alfa)*xc-alfa*xh; %reflection !|
% xbeta=(1-beta)*xc+beta*xh; %contraction !|
% xgama=(1-gama)*xc+gama*xh; %expansion !|
xdelta=xl+delta*(xh-xl); %shrinkage !|
% for beta and gama see lower !

%----- here the value in the "xalfa" point -----
SumOfSquaresAstrAlfa = ApsidalMotion(xalfa(1),JDi,Epo0,Weight,N,xalfa(2),xalfa(3),xalfa(5),xalfa(4));
%-----

%----- here the value in the "xdelta" point -----
SumOfSquaresAstrDelta =
ApsidalMotion(xdelta(1),JDi,Epo0,Weight,N,xdelta(2),xdelta(3),xdelta(5),xdelta(4));
%-----

if SumOfSquaresAstrAlfa < fl
xgama=(1-gama)*xc+gama*((1+alfa)*xc-alfa*xh); %xbeta(xalfa(xh)) !
%----- here the value in the "xgama" point -----
SumOfSquaresAstrGama =
ApsidalMotion(xgama(1),JDi,Epo0,Weight,N,xgama(2),xgama(3),xgama(5),xgama(4));
%-----
if SumOfSquaresAstrGama < SumOfSquaresAstrAlfa
for i=1:param
x(h,i)=xgama(i);
end
Inp(abacus-konst)=char('g');
else
for i=1:param
x(h,i)=xalfa(i);
end
Inp(abacus-konst)=char('a');
end

else
if SumOfSquaresAstrAlfa <= fs
for i=1:param
x(h,i)=xalfa(i);
end
Inp(abacus-konst)=char('a');
else
if SumOfSquaresAstrAlfa > fh
xbeta=(1-beta)*xc+beta*xh;
%----- here the value in the "xbeta" point -----
SumOfSquaresAstrBeta =
ApsidalMotion(xbeta(1),JDi,Epo0,Weight,N,xbeta(2),xbeta(3),xbeta(5),xbeta(4));
%-----
else

```

```

        xbeta=(1-beta)*xc+beta*((1+alfa)*xc-alfa*xh);    %xbeta(xalfa(xh)) !
        %----- here the value in the "xbeta" point -----
        SumOfSquaresAstrBeta =
ApsidalMotion(xbeta(1),JD0,Epo0,Weight,N,xbeta(2),xbeta(3),xbeta(5),xbeta(4));
        %-----
    end
    if SumOfSquaresAstrBeta > fh
        for j=1:param+1
            for i=1:param
                x(j,i)=xl(i)+delta*(x(j,i)-xl(i));
            end
        end
        Inp(abacus-konst)=char('d');
    else
        for i=1:param
            x(h,i)=xbeta(i);
        end
        Inp(abacus-konst)=char('b');
    end
end
end
clear JD0D PD excen1D omega1D dotdD;

for i=1:param+1 %arbitrariness to which vertexes assign which values, in fact we don't know which is
now the best and the worst
    JD0D(i)=x(i,1);
    PD(i)=x(i,2);
    if x(i,3) < 0 %negative eccentricities ignore
        excen1D(i)=-x(i,3);
    else
        excen1D(i)=x(i,3);
    end
    omega1D(i)=1/100000000*mod(round((100000000*x(i,4))),36000000000);
    if x(i,5) < 0
        dotdD(i)=-x(i,5);
    else
        dotdD(i)=x(i,5);
    end
end
end
end

disp([' ');
disp('Here are shown the individual simplex steps. a-reflection, b-contraction, d-shrinkage, g-expansion');
disp(Inp);

JD00=JD0D(I);
P=PD(I);
excen1=excen1D(I);
omega1=omega1D(I);
dotd=dotdD(I);

clear JD0D PD excen1D omega1D dotdD;

disp([' ');
disp(['JD00: ',num2str(JD00,'%8.6f'),' ']);
disp(['Period: ',num2str(P,'%5.9f'),' day']);

disp(['eccentricity: ',num2str(excen1,'%2.5f'),' ']);
disp(['Omega: ',num2str(omega1,'%4.6f'),' deg']);
disp(['d omega / dt: ',num2str(dotd,'%4.5f'),' deg/yr']);

```



```

disp(['Altogether: ',int2str(N),' measurements']);
disp(['The computation ran ', int2str(OuterAbacus), '/',int2str(count) ' times.']);

if OuterAbacus < count %the requirement to terminate the whole cycle!!!
    contin = 1;
else
    contin = 0;
end

end %end of the whole cycle !!

%----- to plot a figure: ----->
clear O E11 E21 B1 B2 Occ1 Occ2 ;
O = JDi-JD00-P*Epo0; %O-C difference

minimumE=1000*floor(min(Epo0)/1000)-500;
maximumE=1000*ceil(max(Epo0)/1000)+500;
minimaxim=MinMax(O,Weight,N);
minimumO=minimaxim(1)-0.03;
maximumO=minimaxim(2)+0.03;
clear minimaxim;

minJD=minimumE*P+JD00-2400000;
maxJD=maximumE*P+JD00-2400000;
minDate=JulToDate(minJD+2400000);
maxDate=JulToDate(maxJD+2400000);
minPer=minimumO/P;
maxPer=maximumO/P;

NumberPrim=0;
NumberSec=0;
for i = 1:N
    switch round(10*abs(Epo0(i)-round(Epo0(i))))
    case 0 %primary minimum times
        NumberPrim=NumberPrim+1;
        E11(NumberPrim)=Epo0(i);
        Occ1(NumberPrim)=O(i);
        B1(NumberPrim)=Weight(i);
    case 5 %secondary minimum times
        NumberSec=NumberSec+1;
        E21(NumberSec)=Epo0(i);
        Occ2(NumberSec)=O(i);
        B2(NumberSec)=Weight(i);
    end
end

m=1;
n=1;
o=1;
o1=1;
remove=0; %some minimum times were eliminated
for i = 1:NumberPrim %primary minimum times
    switch B1(i)
    case 0 %weight = 0 => ignore this minimum!
        remove=remove+1;
    case 1 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 2 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);

```

```

O1v(n)=Occ1(i);
n=n+1;
case 3 %visual primary minimum times
E1v(n)=E11(i);
O1v(n)=Occ1(i);
n=n+1;
case 4 %visual primary minimum times
E1v(n)=E11(i);
O1v(n)=Occ1(i);
n=n+1;
case 5 %photographic primary minimum times, worse quality
E1pp(o1)=E11(i);
O1pp(o1)=Occ1(i);
o1=o1+1;
case 10 %photographic primary minimum times
E1p(o)=E11(i);
O1p(o)=Occ1(i);
o=o+1;
case 30 %ccd primary minimum times
E1c(m)=E11(i);
O1c(m)=Occ1(i);
m=m+1;
end
end

p=1;
q=1;
r=1;
o2=1;
for i = 1:NumberSec %secondary minimum times
switch B2(i)
case 0
remove=remove+1; %removed secondary minimum times
case 1 %visual secondary minimum times
E2v(p)=E21(i);
O2v(p)=Occ2(i);
p=p+1;
case 2 %visual secondary minimum times
E2v(p)=E21(i);
O2v(p)=Occ2(i);
p=p+1;
case 3 %visual secondary minimum times
E2v(p)=E21(i);
O2v(p)=Occ2(i);
p=p+1;
case 4 %visual secondary minimum times
E2v(p)=E21(i);
O2v(p)=Occ2(i);
p=p+1;
case 5 %photographic secondary minimum times, worse quality
E2pp(o2)=E21(i);
O2pp(o2)=Occ2(i);
o2=o2+1;
case 10 %photographic secondary minimum times
E2p(q)=E21(i);
O2p(q)=Occ2(i);
q=q+1;
case 30 %ccd secondary minimum times
E2c(r)=E21(i);
O2c(r)=Occ2(i);
r=r+1;
end
end

```

```

i=0;
Pa=P/(1-dodt*pi*365.24/(2*pi*P*180));
clear Epo Tprim Tsec;
for Ep = minimumE:20:maximumE
    i=i+1;
    Epo(i) = Ep;
    Tprim(i) = Primary(JD00,Ep,P,excen1,dodt*pi/180*365.24/P,omega1*pi/180)-JD00-P*Ep;
    Tsec(i) = Secondary(JD00,Ep,P,excen1,dodt*pi/180*365.24/P,omega1*pi/180)-JD00-P*Ep-Pa/2;
end

figure(3);
clf;
hold on
plot(Epo,Tprim,'k-');
plot(Epo,Tsec,'b-');
set(gca,'box','on');
if n > 1 plot(E1v,O1v,'k.','MarkerSize',5); end %plot primary visual minimum times
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,'k.','MarkerSize',8); end %primary photographic minimum times, worse quality
if o > 1 plot(E1p,O1p,'k.','MarkerSize',12); end %primary photographic minimum times
if m > 1 plot(E1c,O1c,'k.','MarkerSize',17); end %primary ccd minimum times
if p > 1 plot(E2v,O2v,'bo','MarkerSize',2); end %secondary visual minimum times
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'bo','MarkerSize',2); end %secondary photographic minimum times, worse quality
if q > 1 plot(E2p,O2p,'bo','MarkerSize',3); end %secondary photographic minimum times
if r > 1 plot(E2c,O2c,'bo','MarkerSize',4); end %secondary ccd minimum times
xlabel('Epoch'); %labeling the axis
axis([minimumE maximumE minimumO maximumO]);
set(gca,'XAxisLocation','bottom');
set(gca,'box','off');
set(gca,'YAxisLocation','left');
ylabel('O-C (Days)');

RECT=[0.13 0.9242 0.775 0.0001];
axes('position', RECT);
axis([minDate maxDate -0.01 0.01]);
%set(gca,'XTickLabel','-15000|-10000|-5000|0|5000|10000|15000');
set(gca,'TickDir','out');
set(gca,'XAxisLocation','top');
title('O-C diagram IQPer'); %O-C diagram with the curve (-)

RECT=[0.9046 0.11 0.0001 0.815];
axes('position', RECT);
axis([-0.01 0.01 minPer maxPer]);
set(gca,'TickDir','in');
set(gca,'YAxisLocation','right');
ylabel('O-C (Period)');

print -depsc IQPerAfterComputation.eps;
hold off
%-----
clear E1c E1v E1p E2c E2v E2p E1pp E2pp O1pp O2pp O1v O1c O1p O2v O2c O2p j k m n o o1 p q r o2
B1 B2 Occ1 Occ2 E11 E21 O; %clear all unnecessary variables
%-----

% and also after the subtraction of the Apsidal motion: ----->>

O=JDi-JD00-P*Epo0;
Pa=P/(1-dodt*pi*365.24/(2*pi*P*180));

NumberPrim=0;
NumberSec=0;

```

```

for i = 1:N
    switch round(10*abs(Epo0(i)-round(Epo0(i))))
    case 0
        NumberPrim=NumberPrim+1;
        E11(NumberPrim)=Epo0(i); %primary minimum times
        Occ1(NumberPrim)=O(i)-
Primary(JD00,Epo0(i),P,excen1,dodt*pi/180*365.24/P,omega1*pi/180)+JD00+P*Epo0(i);
        B1(NumberPrim)=Weight(i);
    case 5 %secondary minimum times
        NumberSec=NumberSec+1;
        E21(NumberSec)=Epo0(i);
        Occ2(NumberSec)=O(i)-
Secondary(JD00,Epo0(i),P,excen1,dodt*pi/180*365.24/P,omega1*pi/180)+JD00+P*Epo0(i)+Pa/2;;
        B2(NumberSec)=Weight(i);
    end
end

m=1;
n=1;
o=1;
o1=1;
remove=0; %some minimum times were eliminated
for i = 1:NumberPrim %primary minimum times
    switch B1(i)
    case 0 %weight = 0 => ignore this minimum!
        remove=remove+1;
    case 1 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 2 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 3 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 4 %visual primary minimum times
        E1v(n)=E11(i);
        O1v(n)=Occ1(i);
        n=n+1;
    case 5 %photographic primary minimum times, worse quality
        E1pp(o1)=E11(i);
        O1pp(o1)=Occ1(i);
        o1=o1+1;
    case 10 %photographic primary minimum times
        E1p(o)=E11(i);
        O1p(o)=Occ1(i);
        o=o+1;
    case 30 %ccd primary minimum times
        E1c(m)=E11(i);
        O1c(m)=Occ1(i);
        m=m+1;
    end
end

p=1;
q=1;
r=1;
o2=1;
for i = 1:NumberSec %secondary minimum times

```

```

switch B2(i)
case 0
    remove=remove+1; %removed secondary minimum times
case 1 %visual secondary minimum times
    E2v(p)=E21(i);
    O2v(p)=Occ2(i);
    p=p+1;
case 2 %visual secondary minimum times
    E2v(p)=E21(i);
    O2v(p)=Occ2(i);
    p=p+1;
case 3 %visual secondary minimum times
    E2v(p)=E21(i);
    O2v(p)=Occ2(i);
    p=p+1;
case 4 %visual secondary minimum times
    E2v(p)=E21(i);
    O2v(p)=Occ2(i);
    p=p+1;
case 5 %photographic secondary minimum times, worse quality
    E2pp(o2)=E21(i);
    O2pp(o2)=Occ2(i);
    o2=o2+1;
case 10 %photographic secondary minimum times
    E2p(q)=E21(i);
    O2p(q)=Occ2(i);
    q=q+1;
case 30 %ccd secondary minimum times
    E2c(r)=E21(i);
    O2c(r)=Occ2(i);
    r=r+1;
end
end

clear minimumO maximumO;
minimumO1=Minimum(Occ1,B1,NumberPrim);
minimumO2=Minimum(Occ2,B2,NumberSec);
minimumO=min(minimumO1,minimumO2)-0.01;
maximumO1=Maximum(Occ1,B1,NumberPrim);
maximumO2=Maximum(Occ2,B2,NumberSec);
maximumO=max(maximumO1,maximumO2)+0.01;
minPer=minimumO/P;
maxPer=maximumO/P;

E=minimumE:10:maximumE;
O=0+0.00000000000001*E;

figure(4);
clf;
hold on
set(gca,'box','on');
if n > 1 plot(E1v,O1v,'k.','MarkerSize',5); end %plot primary visual minimum times
if o1 > 1 plot(E1pp,O1pp,'k.','MarkerSize',8); end %primary photographic minimum times, worse quality
if o > 1 plot(E1p,O1p,'k.','MarkerSize',12); end %primary photographic minimum times
if m > 1 plot(E1c,O1c,'k.','MarkerSize',17); end %primary ccd minimum times
if p > 1 plot(E2v,O2v,'bo','MarkerSize',2); end %secondary visual minimum times
if o2 > 1 plot(E2pp,O2pp,'bo','MarkerSize',2); end %secondary photographic minimum times, worse quality
if q > 1 plot(E2p,O2p,'bo','MarkerSize',3); end %secondary photographic minimum times
if r > 1 plot(E2c,O2c,'bo','MarkerSize',4); end %secondary ccd minimum times
plot(E,O,'k');
xlabel('Epoch'); %labeling the axis
ylabel('O-C (days)');

```

```

axis([minimumE maximumE minimumO maximumO]);
set(gca,'XAxisLocation','bottom');
set(gca,'box','off');
set(gca,'YAxisLocation','left');

RECT=[0.13 0.9242 0.775 0.0001];
axes('position', RECT);
axis([minDate maxDate -0.01 0.01]);
set(gca,'TickDir','out');
set(gca,'XAxisLocation','top');
title(' The (O-C) diagram IQPer after subtraction of the Apsidal motion'); %residuals
after the subtraction of the efect (-)

RECT=[0.9046 0.11 0.0001 0.815];
axes('position', RECT);
axis([-0.01 0.01 minPer maxPer]);
set(gca,'TickDir','in');
set(gca,'YAxisLocation','right');
ylabel('O-C (Period)');

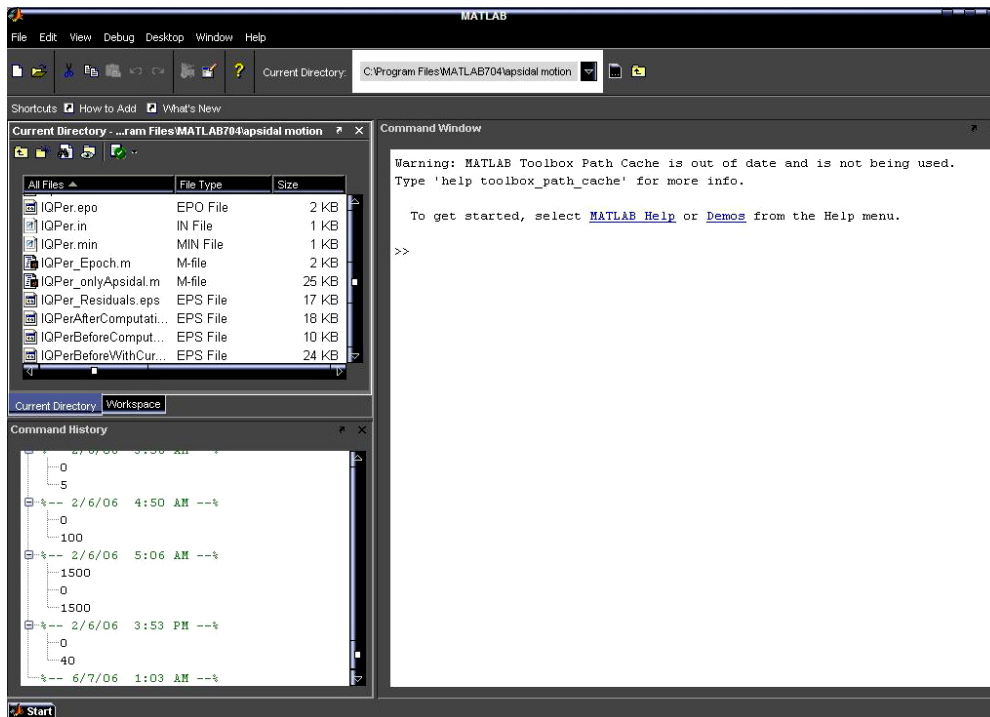
print -depsc IQPer_Residuals.eps;
hold off

%----- O U T P U T ----->>>

fid = fopen('IQPer.in','w');
fprintf(fid,'%s\n','%IQPer, output(and also input) parameters, comments on the first line!');
fprintf(fid,'%9.6f',JD00);
fprintf(fid,'%s\n',' HJD_0');
fprintf(fid,'%3.9f',P);
fprintf(fid,'%s\n',' P [days]');
fprintf(fid,'%2.6f',excen1);
fprintf(fid,'%s\n',' eccentricity ');
fprintf(fid,'%5.6f',omega1);
fprintf(fid,'%s\n',' omega [deg]');
fprintf(fid,'%5.7f',dodt);
fprintf(fid,'%s\n',' d omega/dt');
status=fclose('all');

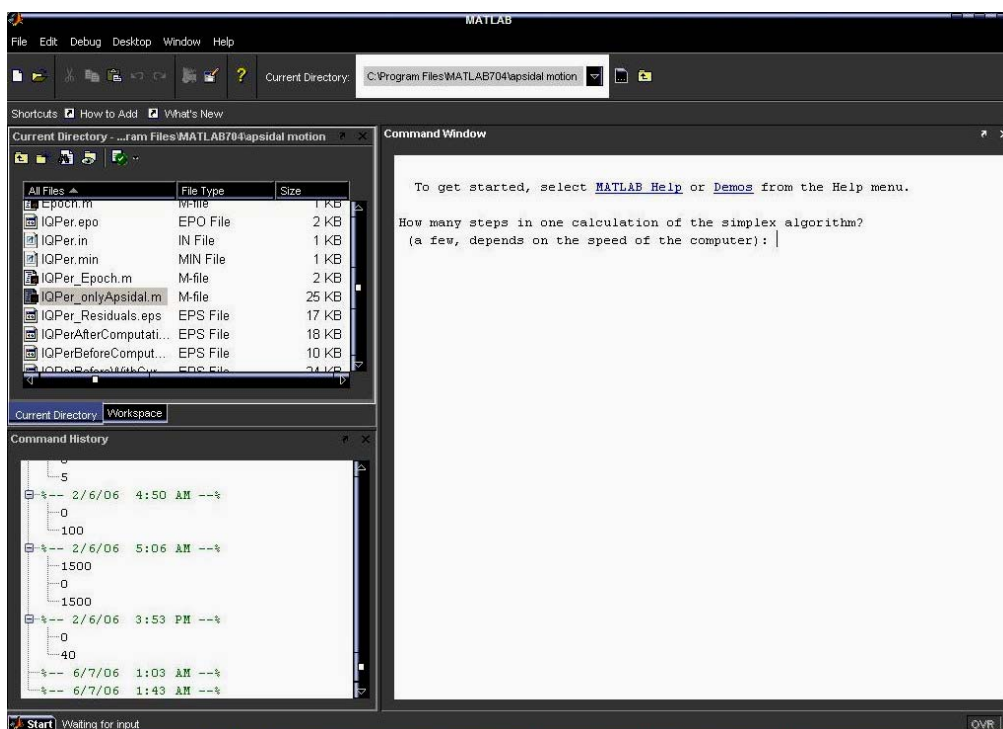
```

Εφόσον έχουν πραγματοποιηθεί όλα τα παραπάνω απαραίτητα βήματα, είμαστε πλέον έτοιμοι να «τρέξουμε» τον κώδικα *Apsidal Motion*  
Ανοίγουμε το Matlab και μέσω αυτού βρίσκουμε τον φάκελο που περιέχει τα παραπάνω αρχεία.



Εικ.Π.Β.1 Εύρεση του φακέλου που περιέχει τα αρχεία *\_Epoch.m*, *.min*, *.in*, *\_onlyApsidal.m* (πάνω αριστερά)

Εν συνεχεία κάνουμε δεξί κλικ πάνω στο αρχείο *\_onlyApsidal.m* και επιλέγουμε RUN. Τότε εμφανίζεται η εξής οθόνη :



Εικ.Π.Β.2 Εμφάνιση της ερώτησης «πόσα βήματα να κάνω, σε έναν υπολογισμό?»

