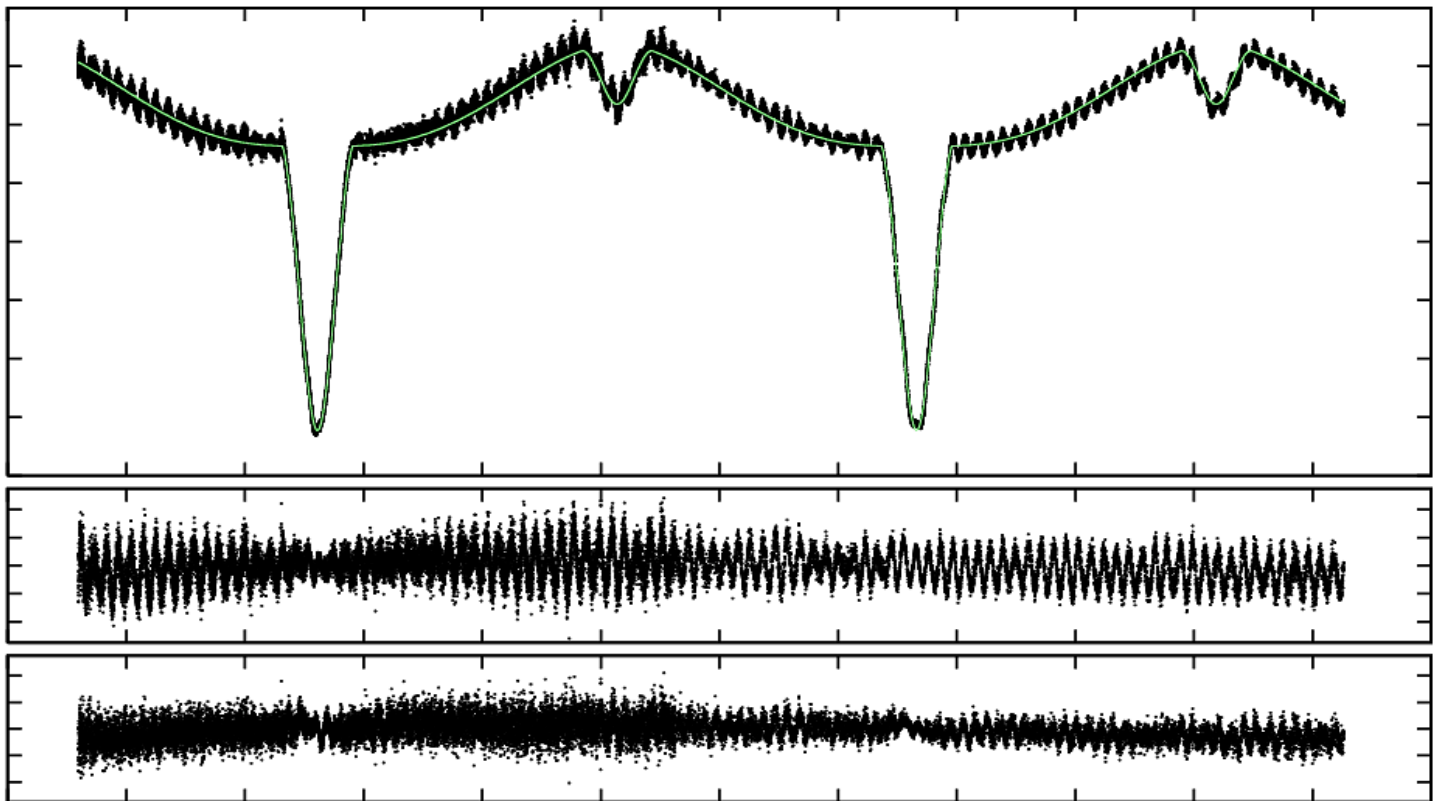




ΕΘΝΙΚΟ ΚΑΙ ΚΑΠΟΔΙΣΤΡΙΑΚΟ ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΑΘΗΝΩΝ
ΣΧΟΛΗ ΘΕΤΙΚΩΝ ΕΠΙΣΤΗΜΩΝ
ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ
ΤΟΜΕΑΣ ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗΣ, ΑΣΤΡΟΝΟΜΙΑΣ ΚΑΙ ΜΗΧΑΝΙΚΗΣ

ΙΩΑΝΝΗΣ ΔΑΚΑΝΑΛΗΣ
ΑΜ: 200800038

**ΦΩΤΟΜΕΤΡΙΚΟ ΜΟΝΤΕΛΟ ΚΑΙ ΑΝΑΛΥΣΗ ΣΥΧΝΟΤΗΤΩΝ
ΤΟΥ ΕΚΛΕΙΠΤΙΚΟΥ ΣΥΣΤΗΜΑΤΟΣ ΚΙΣ 11671429
ΜΕ ΤΗ ΧΡΗΣΗ ΔΕΔΟΜΕΝΩΝ ΤΗΣ ΔΙΑΣΤΗΜΙΚΗΣ ΑΠΟΣΤΟΛΗΣ *Kepler***



ΠΤΥΧΙΑΚΗ ΕΡΓΑΣΙΑ

ΕΠΙΒΛΕΠΩΝ: Κ. ΓΑΖΕΑΣ

ΑΘΗΝΑ 2016

ΕΘΝΙΚΟ ΚΑΙ ΚΑΠΟΔΙΣΤΡΙΑΚΟ ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΑΘΗΝΩΝ
ΣΧΟΛΗ ΘΕΤΙΚΩΝ ΕΠΙΣΤΗΜΩΝ
ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ
ΤΟΜΕΑΣ ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗΣ, ΑΣΤΡΟΝΟΜΙΑΣ ΚΑΙ ΜΗΧΑΝΙΚΗΣ

ΙΩΑΝΝΗΣ ΔΑΚΑΝΑΛΗΣ
ΑΜ: 200800038

**ΦΩΤΟΜΕΤΡΙΚΟ ΜΟΝΤΕΛΟ ΚΑΙ ΑΝΑΛΥΣΗ ΣΥΧΝΟΤΗΤΩΝ
ΤΟΥ ΕΚΛΕΙΠΤΙΚΟΥ ΣΥΣΤΗΜΑΤΟΣ ΚΙC 11671429
ΜΕ ΤΗ ΧΡΗΣΗ ΔΕΔΟΜΕΝΩΝ ΤΗΣ ΔΙΑΣΤΗΜΙΚΗΣ ΑΠΟΣΤΟΛΗΣ *Kepler***

ΠΤΥΧΙΑΚΗ ΕΡΓΑΣΙΑ

ΕΠΙΒΛΕΠΩΝ: Κ. ΓΑΖΕΑΣ

ΑΘΗΝΑ 2016

Ευχαριστίες

Η πτυχιακή εργασία αποτελεί για κάθε εν δυνάμει φυσικό το επιστέγασμα των προπτυχιακών σπουδών του. Έχοντας ολοκληρώσει τη δική μου πτυχιακή εργασία θα ήθελα να ευχαριστήσω τους ανθρώπους που συνέβαλλαν στο να γίνει η ολοκλήρωσή της εφικτή παρά τις αντιξοότητες. Αρχικά, θα ήθελα να ευχαριστήσω την οικογένειά μου, χωρίς την ηθική και οικονομική υποστήριξη της οποίας, η ολοκλήρωση των σπουδών μου θα ήταν αμφίβολη και έπειτα τους επιστήμονες που μου παρείχαν τη δυνατότητα και τα απαραίτητα εργαλεία για να ασχοληθώ με ένα τόσο σύγχρονο και ενδιαφέρον θέμα της Αστροφυσικής.

Για τη δυνατότητα λοιπόν αυτή θα ήθελα πρωτίστως να εκφράσω τις βαθύτατες ευχαριστίες μου στον επιβλέποντα της εργασίας κ. Γαζέα Κοσμά, Λέκτορα του Τομέα Αστροφυσικής, Αστρονομίας και Μηχανικής του Τμήματος Φυσικής, Σχολής Θετικών Επιστημών, ΕΚΠΑ για την συμπαράσταση, τις συμβουλές και την υπομονή που επέδειξε στους ασταθείς ρυθμούς προόδου της εργασίας ενός εργαζόμενου φοιτητή. Ακόμα, θερμές ευχαριστίες θα ήθελα να εκφράσω στον κ. Αλέξιο Λιάκο, Μεταδιδακτορικό Ερευνητή του Ινστιτούτου Αστρονομίας, Αστροφυσικής, Διαστημικών Εφαρμογών και Τηλεσκοπίσης του Εθνικού Αστεροσκοπείου Αθηνών για την υποστήριξη, τις συμβουλές και τις πολύτιμες, αδιάκοπες και άκρως ενδιαφέρουσες συζητήσεις που ήταν διατεθειμένος να μοιραστεί μαζί μου γύρω από το θέμα της εργασίας, χωρίς τις οποίες η εργασία θα ήταν φτωχότερη σε όλους τους τομείς.

ΠΡΟΛΟΓΟΣ

Οι μεταβλητοί αστέρες κατέχουν ξεχωριστή θέση στη σύγχρονη αστροφυσική. Η παρατήρηση και η μελέτη τους έδωσε και συνεχίζει να δίνει πληθώρα πληροφοριών και γνώσεων για τη δομή, την εξέλιξη και τη σύστασή τους. Η ποικιλία των φαινομένων που υπάγονται σε αυτήν την κατηγορία αστερών είναι μεγάλη και διογκώνεται αυξανόμενης της ακρίβειας των οργάνων παρατήρησης. Ενδεικτικά παραδείγματα σπουδαίων αστροφυσικών αντικειμένων της κατηγορίας με τεράστια συνεισφορά στην αστροφυσική αποτελούν τα εκλειπτικά συστήματα και οι παλλόμενοι αστέρες. Η ανάλυση των πρώτων αποτελεί μέχρι και σήμερα τη μόνη άμεση και ευρύτερα διαδεδομένη μέθοδο υπολογισμού των μαζών των αστερών, ενώ η μελέτη των δευτέρων παρέχει ζωτικές πληροφορίες για την κατανόηση των φαινομένων που λαμβάνουν χώρα στο εσωτερικό των αστερών. Η παρούσα εργασία εστιάζει και στις δύο παραπάνω κατηγορίες.

Οι διπλοί αστέρες αποτελούν, όπως δείχνουν στατιστικές μελέτες, σύννηθες φαινόμενο στο Γαλαξία και διαχωρίζονται σε διάφορες κατηγορίες ανάλογα με τα χαρακτηριστικά τους και τη μέθοδο παρατήρησης τους. Η σπουδαιότητα των διπλών *εκλειπτικών* συστημάτων πηγάζει από το γεγονός πως η μελέτη τους μπορεί να μας δώσει τις μάζες, τις ακτίνες και τις ενεργές θερμοκρασίες των μελών (απόλυτα μεγέθη). Οι παλλόμενοι αστέρες αποτελούν όπως φαίνεται ένα μικρό αλλά πολύ ενδιαφέρον στάδιο της αστρικής εξέλιξης. Η μελέτη τους μας παρέχει πολλές πληροφορίες για τη δομή, τη σύσταση αλλά και την ίδια την εξέλιξη των αστερών. Οι μελέτες αυτές συνθέτουν τον ταχέως εξελισσόμενο κλάδο της *αστεροσεισμολογίας*.

Τα διπλά εκλειπτικά συστήματα με παλλόμενο μέλος αποτελούν έναν συνδυασμό των δύο παραπάνω κατηγοριών. Πρόκειται για μία σχετικά πρόσφατη κατηγορία συστημάτων που περικλείουν φαινόμενα και από τις δύο σπουδαίες κατηγορίες. Ιδιαίτερα τα εκλειπτικά συστήματα με παλλόμενος μέλος δ *Scuti* παρουσιάζουν άμεση σύνδεση μεταξύ των φαινομένων μέσα από μία σχέση τροχιακής περιόδου – περιόδου ανάπαλσης.

Η ακρίβεια των παρατηρήσεων είναι ζωτικής σημασίας για τις παραπάνω μελέτες. Για τον λόγο αυτόν επιστρατεύονται, πέραν των επίγειων, διαστημικά τηλεσκόπια ώστε να εξαλειφθεί ο ατμοσφαιρικός παράγοντας. Μεγάλα προγράμματα/αποστολές όπως οι *CoRoT* και *Kepler* συμβάλλουν τα μέγιστα σε πολλούς σημαντικούς κλάδους της σύγχρονης αστροφυσικής και αστρονομίας.

Στην παρούσα εργασία επιχειρείται η εξαγωγή του πρώτου φωτομετρικού μοντέλου και του μοντέλου αναπάλσεων του εκλειπτικού συστήματος με παλλόμενο μέλος *KIC 11671429* με τη χρήση δεδομένων της διαστημικής αποστολής *Kepler*. Εξάγονται οι απόλυτες παράμετροι των μελών και εξετάζεται η συσχέτιση της τροχιακής περιόδου και της περιόδου ανάπαλσης του συστήματος. Καθώς αυτή η κατηγορία αστροφυσικών αντικειμένων βρίσκεται σε εμβρυικό στάδιο είναι σημαντικό να υπάρχουν διαθέσιμες πληροφορίες για όσο το δυνατόν περισσότερα από αυτά.

ΠΕΡΙΕΧΟΜΕΝΑ

ΚΕΦΑΛΑΙΟ 1 – ΜΕΤΑΒΛΗΤΟΙ ΑΣΤΕΡΕΣ

1.1	Εισαγωγή	3
1.2	Ιστορικά Στοιχεία	4
1.3	Ονοματολογία και Κατάλογοι	5
1.4	Ταξινόμηση και Κατηγορίες	7

ΚΕΦΑΛΑΙΟ 2 – ΔΙΠΛΑ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΚΑΙ ΠΑΛΛΟΜΕΝΟΙ ΑΣΤΕΡΕΣ

2.1	Διπλά Συστήματα	15
2.1.1	Εισαγωγή στα διπλά συστήματα	15
2.1.2	Ιστορικά στοιχεία διπλών συστημάτων	17
2.1.3	Κατηγορίες διπλών συστημάτων	19
2.1.4	Καμπύλη φωτός, διάγραμμα φάσης και διάγραμμα ροής ακτινοβολίας εκλειπτικού συστήματος	29
2.1.5	Δυναμική και υπολογισμός των απόλυτων παραμέτρων	32
2.1.6	Μοντέλο του Roche	39
2.2	Παλλόμενοι Αστέρες	41
2.2.1	Εισαγωγή στους παλλόμενους αστέρες	41
2.2.2	Ιστορικά στοιχεία παλλόμενων αστερών	42
2.2.3	Κατηγορίες παλλόμενων αστερών	43
2.2.4	Καμπύλη φωτός, διάγραμμα φάσης και διάγραμμα ροής ακτινοβολίας παλλόμενου αστερά	53
2.2.5	Φυσική των αναπάλσεων	55
2.2.6	Είδη και μηχανισμοί ακτινικών αναπάλσεων	57
2.2.7	Μη-ακτινικές αναπάλσεις	59
2.3	Εκλειπτικά Συστήματα με Παλλόμενο Μέλος	62
2.3.1	Εισαγωγή στα εκλειπτικά συστήματα με παλλόμενο μέλος	62
2.3.2	Ιστορικά στοιχεία εκλειπτικών συστημάτων με παλλόμενο μέλος	62
2.3.3	Εκλειπτικά συστήματα με παλλόμενο μέλος δ Scuti	65

ΚΕΦΑΛΑΙΟ 3 – Η ΔΙΑΣΤΗΜΙΚΗ ΑΠΟΣΤΟΛΗ KEPLER

3.1	Εισαγωγικά Στοιχεία της Διαστημικής Αποστολής Kepler	69
3.2	Ιστορικά Στοιχεία της Διαστημικής Αποστολής Kepler	69
3.3	Επιμέρους Στόχοι της Αποστολής	71
3.4	Όργανα και Τεχνικές Παρατήρησης	74
3.5	Μελέτες Αστεροσεισμολογίας με τα δεδομένα της αποστολής Kepler	81

ΚΕΦΑΛΑΙΟ 4 – ΦΩΤΟΜΕΤΡΙΚΟ ΜΟΝΤΕΛΟ ΚΑΙ ΜΟΝΤΕΛΟ ΑΝΑΠΑΛΣΕΩΝ ΤΟΥ ΑΣΤΕΡΑ
KIC 11671429

4.1	Η Βάση Δεδομένων του Kepler για τα Εκλειπτικά Συστήματα	87
4.2	Ανάλυση Καμπυλών Φωτός	98
4.3	Μοντέλο Αναπάλσεων του Συστήματος KIC 11671429	107
4.4	Συμπεράσματα	122

ΚΕΦΑΛΑΙΟ 1

ΜΕΤΑΒΛΗΤΟΙ ΑΣΤΕΡΕΣ

1.1 Εισαγωγή

Οι μεταβλητοί αστέρες κατέχουν ιδιαίτερα ξεχωριστή θέση στη σύγχρονη αστρονομία και αστροφυσική. Ως μεταβλητός αστέρας ορίζεται ο αστέρας εκείνος ο οποίος παρουσιάζει μεταβολές στη φαινόμενη λαμπρότητά του σε χρονικό διάστημα αρκετά μικρότερο από το χρόνο ζωής του. Ο όρος, εντούτοις, είναι παραπλανητικός καθ' ότι μπορεί να αναφέρεται σε σύστημα αστερών, σε εκρήξεις, σε αναπάλσεις, καθώς και σε πληθώρα άλλων φαινομένων στα οποία θα αναφερθούμε εκτενέστερα παρακάτω. Η σπουδαιότητά των μεταβλητών αστερών πηγάζει, από τη μελέτη των μηχανισμών που δημιουργούν τις μεταβολές, καθώς και από τις δομικές και διαστατικές παραμέτρους τις οποίες μας επιτρέπει να εξάγουμε η παρατήρησή τους.

Οι διάφοροι τύποι μεταβλητών (παλλόμενοι, συστήματα σε επαφή ή υπερεπαφή, εκλειπτικοί, καταστροφικοί κλπ) προσφέρονται για τον εμπλουτισμό γνώσεων σε διάφορα πεδία της αστροφυσικής. Η μελέτη για παράδειγμα των διεργασιών που λαμβάνουν χώρα στο εσωτερικό των παλλόμενων αστερών, πάνω στους οποίους θα επεκταθούμε παρακάτω, έχει συμβάλει στην ανάπτυξη του κλάδου της αστεροσεισμολογίας, ενώ η ανάλυση των διπλών εκλειπτικών συστημάτων μας επιτρέπει να εξάγουμε διάφορες φυσικές παραμέτρους για τους αστέρες όπως μάζες, ακτίνες, απόλυτες τροχιές, ενεργές θερμοκρασίες κλπ. (βλ. Κεφ. 2) κάτι το οποίο πραγματεύεται και η παρούσα εργασία. Επιπλέον, οι μελέτες τέτοιου είδους εσωτερικών μηχανισμών (αστεροσεισμολογία) συσχετίζονται και με τη δραστηριότητα στην επιφάνεια του δικού μας αστέρα, του Ήλιου (ηλιοσεισμολογία), καθώς και με τους εσωτερικούς μηχανισμούς που την προκαλούν. Οι μελέτες αυτές βοηθούν στην κατανόηση της μελλοντικής του εξέλιξης και στην εξαγωγή των φυσικών του παραμέτρων. Οι *Κηφείδες* είναι περιοδικοί μεταβλητοί αστέρες, γίγαντες και υπεργίγαντες, που παρουσιάζουν αναπάλσεις με μεγάλα πλάτη και μπορούν να παρατηρηθούν και σε μακρινούς γαλαξίες. Για τον λόγο αυτόν χρησιμεύουν στη μέτρηση αποστάσεων.

Η οικογένεια των μεταβλητών αστερών περιλαμβάνει αστέρες με μεταβολές λαμπρότητας της τάξης του δέκατου του χιλιοστού του 1 mag (10^{-4} mag) έως και μεταβολές της τάξεως των 20 mag όπως επίσης και περιόδους από κλάσμα του δευτερολέπτου μέχρι και χρόνια. Είναι σαφές λοιπόν πως τα όρια τα οποία προσδιορίζουν έναν μεταβλητό είναι τόσο ασαφή, όσο και επεκτάσιμα. Αυτό οφείλεται, συν τοις άλλοις, στο γεγονός ότι η ραγδαία εξέλιξη της τεχνολογίας και των μέσων παρατήρησης μας επιτρέπουν μεγάλη ακρίβεια στις μετρήσεις. Είναι χαρακτηριστικό ότι είναι καταγεγραμμένοι σε καταλόγους (AAVSO, GCVS, ASAS κλπ.) πάνω από 400.000 μεταβλητοί αστέρες όλων των κατηγοριών, με τον αριθμό να αυξάνει σημαντικά, ενώ κάποιες χιλιάδες ακόμα είναι υποψήφιοι χωρίς να έχουν κατηγοριοποιηθεί, είτε λόγω της ιδιαίτερης φύσης τους, ή λόγω έλλειψης επαρκών δεδομένων.

1.2 Ιστορικά στοιχεία

Οι πρώτες γνωστές ιστορικές καταγραφές μεταβλητών αστέρων αφορούσαν καινοφανείς και υπερκαινοφανείς αστέρες την εποχή που κύριο όργανο παρατήρησης των αστρονόμων δεν ήταν άλλο από τους ίδιους τους οφθαλμούς. Στη συγκεκριμένη περίπτωση οι δεισιδαιμονίες των ηγεμόνων της αρχαίας Κίνας και αργότερα της Ιαπωνίας και Κορέας ωφέλησαν την αστρονομία, αφού ώθησαν τους αστρονόμους στην καταγραφή διαφόρων μεταβολών καθώς αυτές θεωρούνταν οιωνοί.

Ο πρώτος μεγάλος αστρικός κατάλογος λέγεται ότι δημιουργήθηκε όταν ο Ίππαρχος παρατήρησε έναν καινοφανή (nova) αστέρα το 134 π.Χ. στον αστερισμό του Σκορπιού. Ο προβληματισμός που του προκάλεσε η εμφάνιση του αστέρα αυτού τον ώθησε στη δημιουργία του πρώτου καταλόγου αστέρων το 125 π.Χ., καθώς και στην ταξινόμησή τους σε έξι μεγέθη σύμφωνα με το πόσο λαμπρά φαίνονταν με γυμνό οφθαλμό. Η ανεξάρτητη καταγραφή του ίδιου φαινομένου από τον Κινέζο αστρονόμο She Ke τον Ιούνιο του 134 π.Χ. επιβεβαιώνει την παρατήρηση του Ίππαρχου. Ένα πολύ γνωστό ιστορικό παράδειγμα καταγραφής μεταβλητού αστέρα είναι αυτό του υπερκαινοφανούς (supernova) Crab από Κινέζους αστρονόμους το 1054. Ξεχωρίζει επίσης η παρατήρηση του Kepler το 1604, περίπου 2^ο ανατολικά του ξ *Οφιούχου*, μίας απότομης, αξιοσημείωτης μεταβολής της λαμπρότητας ενός αντικειμένου που αργότερα εκτιμήθηκε ότι επρόκειτο για υπερκαινοφανή τύπου Ia. Η παρατήρηση του πρώτου διπλού αστέρα έγινε από τον Castelli (αν και αποδίδεται στον Riccioli), ο οποίος το 1617 ανακάλυψε ότι ο ζ της *Μεγάλης Άρκτου* (ζ *UMa* ή Mizar) συνοδεύεται από έναν αμυδρότερο αστέρα 5^{ου} μεγέθους, τον *Alcor* ή *Δοκιμή* λόγω του ότι στην αρχαιότητα μ' αυτό δοκιμαζόταν η οπτική οξύδερκεια των στρατιωτών. Ο πρώτος μεταβλητός αστέρας που παρατηρήθηκε από δυτικό – Ευρωπαίους αστρονόμους ήταν ο ο *Κήτους* (ο *Ceti*) τον Αύγουστο του 1596 από τον David Fabricius ερασιτέχνη αστρονόμο, μαθητή του Tycho Brahe. Αργότερα, λόγω του θαυμαστού για την εποχή τρόπου μεταβολής του ονομάστηκε “Θαύμα” (*Mira* ή *Mirabilis*), ενώ ο Johannes Holwarda έπειτα από συστηματική παρατήρησή προσδιόρισε για πρώτη φορά την περίπου 11μηνη περιόδό του το 1638.

Οι Άραβες αστρονόμοι είχαν πιθανώς παρατηρήσει τη μεταβολή του β *Persei* ή *Algol*, πρότυπου αστέρα της αντίστοιχης κατηγορίας, τον οποίο ονόμαζαν *Ρας Αλ Γκουλ* (Κεφαλή του Δαίμονα) από όπου και προέρχεται η σημερινή διεθνής ονομασία του. Παρ' όλα αυτά υπάρχουν ενδείξεις ότι οι μεταβολές του συγκεκριμένου συστήματος είχαν καταγραφεί, εκτός βέβαια από τον Ίππαρχο, από Αιγύπτιους αστρονόμους χιλιετίες νωρίτερα (Jetsu et. al 2013) ίσως στο αρχαιότερο έγγραφο καταγραφής μεταβλητών αστέρων, τον *Cairo Kalendar* (CC) που χρονολογείται περίπου στον 11^ο με 12^ο π.Χ αιώνα. Η πρώτη επίσημη καταγραφή έγινε από τον Montanari το 1669. Το σύστημα αυτό λόγω της παραδοξότητας της εξελικτικής του πορείας μελετήθηκε συστηματικά στη σύγχρονη εποχή, με αποτέλεσμα να εξηγηθεί πλήρως η συμπεριφορά του. Η ανταλλαγή μάζας που συντελείται μεταξύ των μελών του συστήματος υποδεικνύει μείωση της τροχιακής περιόδου σε βάθος χρόνου. Εντούτοις, κάτι τέτοιο δεν επιβεβαιώνεται από συστηματικές παρατηρήσεις των τελευταίων δύο αιώνων. Ο John Goodricke ανακάλυψε στο σύστημα περιοδικότητα 2.867 ημερών το 1783 με παρατηρήσεις δια γυμνού οφθαλμού. Από τον ίδιο ανακαλύφθηκε ο δ *Κηφέα* (δ *Cep*), πρότυπος αστέρας της αντίστοιχης κατηγορίας των προαναφερθέντων Κηφείδων, ενώ παρατήρησε περιοδικότητα στο διπλό εκλειπτικό σύστημα β *Lyrae*, επίσης πρότυπο σύστημα εκλειπτικών μεταβλητών αστέρων. Ακολούθησαν και άλλες ανακαλύψεις μέχρι τις αρχές του 19^{ου} αιώνα, όπου η χρήση φωτογραφικών μεθόδων αύξησε ραγδαία τον αριθμό των ανακαλυφθέντων αντικειμένων.

1.3 Ονοματολογία και κατάλογοι

Η ανακάλυψη του τηλεσκοπίου από τον Γαλιλαίο στις αρχές του 17^{ου} αιώνα αύξησε τον αριθμό των παρατηρηθέντων μεταβλητών αστερών σημαντικά. Επιπλέον, οι ανακαλύψεις της χρήσης της *φωτογραφικής πλάκας* στην αστρονομία (αρχές 19^{ου} αι.) και αργότερα του *φωτοπολλαπλασιαστή* και των *στοιχείων συζευγμένου φορτίου* (CCD) αύξησαν τον αριθμό σε τέτοιο βαθμό, ώστε να προκύψει η ανάγκη ενός συστήματος ονοματολογίας. Η αρχική γνωστή μέθοδος ονοματοδοσίας μελών αστερισμών οφείλεται στον Johann Bayer, νομικό, μαθηματικό και ουρανογράφο, ο οποίος το 1603 την παρουσίασε βασισμένος στο ελληνικό και λατινικό αλφάβητο. Έτσι το λαμπρότερο μέλος ενός αστερισμού παρουσιάζεται με το γράμμα *άλφα* ακολουθούμενο από τη λατινική του ονομασία. Το αμέσως λαμπρότερο εμφανίζεται με το γράμμα *βήτα* (π.χ. *β Persei*) και συνεχίζει μέχρι το τέλος του αλφάβητου. Ακολούθησε ο κατάλογος του άγγλου αστρονόμου John Flamsteed το 1725, ο οποίος εισήγαγε ένα νούμερο για κάθε αστέρα του εκάστοτε αστερισμού αυξανόμενο προς τα ανατολικά σε συνδυασμό με τη λατινική ονομασία του.

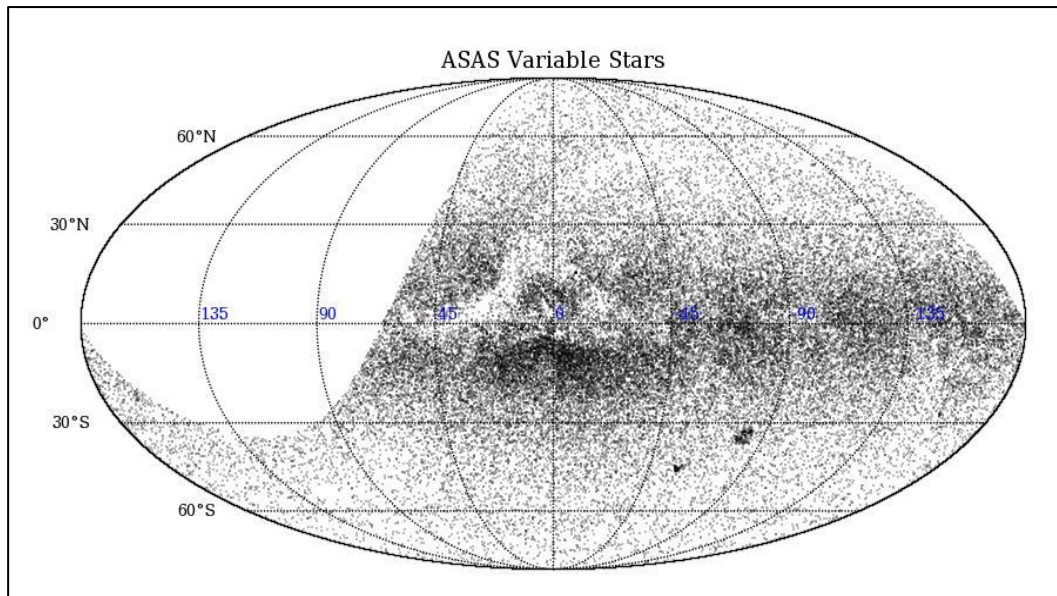
Εκείνη την εποχή ο αριθμός των αστρονομικών αντικειμένων στα οποία είχε παρατηρηθεί μεταβολή στη λαμπρότητα τους ήταν μικρός και δεν ήταν παρά στις αρχές του 19^{ου} αι. που εντατικοποιήθηκε η παρατήρηση και μελέτη τέτοιου είδους αντικειμένων από τους αστρονόμους. Έτσι λοιπόν, ο γερμανός αστρονόμος Friedrich Argelander με άρθρο του το 1855 πρότεινε το σύστημα ονοματολογίας, το οποίο και υιοθέτησε η τότε νεοσυσταθείσα γερμανική αστρονομική ομοσπονδία (*General Assembly of the Astronomische Gesellschaft*) σε συνεδρίασή της το 1867. Εξαίρεση έγινε στους μεταβλητούς που είχαν ανακαλυφθεί μέχρι εκείνη την εποχή και οι οποίοι είχαν ονοματοδοτηθεί σύμφωνα με το σύστημα του Bayer ή είχαν ήδη προγενέστερη ονομασία. Επέλεξε λοιπόν τα τελευταία γράμματα του λατινικού αλφάβητου σε κεφαλαία, έτσι ώστε να αποφύγει τη σύγχυση με τον κατάλογο του Bayer. Οι πρώτοι λοιπόν μεταβλητοί αστέρες σε κάθε αστερισμό αναγράφονταν με το γράμμα R ακολουθούμενο από τη λατινική του ονομασία για την αποφυγή σύγχυσης και όχι επειδή οι περισσότεροι μεταβλητοί αστέρες οι οποίοι είχαν ανακαλυφθεί μέχρι εκείνη την εποχή, ήταν ερυθροί όπως εικάζεται. Έτσι, ο πρώτος χρονικά μεταβλητός αστέρας που ανακαλύπτεται σε έναν αστερισμό αναγράφεται με το γράμμα R ακολουθούμενο από τη συντομογραφία του αστερισμού, ο δεύτερος κατά σειρά με το γράμμα S, μέχρι και το γράμμα Z. Όταν ολοκληρωνόταν η σειρά των 9 γραμμάτων που προκύπτει από τη μέθοδο αυτή, συμφωνήθηκε να χρησιμοποιηθούν διπλά γράμματα. Επομένως, ο 10^{ος} χρονικά αστέρας που ανακαλύπτεται σε έναν αστερισμό αναγράφεται με RR ακολουθούμενος από το όνομα του αστερισμού (π.χ. *RR Lyrae*), ο 11^{ος} RS και ούτω καθ' εξής μέχρι τον RZ. Ύστερα ακολουθεί ο SS (όχι ο SR), ο ST κλπ., μέχρι να ολοκληρωθούν οι 54 συνδυασμοί στον ZZ. Όταν λοιπόν ανακαλύφθηκε το 1907 ο 54^{ος} μεταβλητός στον αστερισμό του Κύκνου (*ZZ Cygni*), προέκυψε η ανάγκη για επέκταση του συστήματος. Έτσι ύστερα από πρόταση του αστρονόμου Ristenpart, ο επόμενος ονομάστηκε *AA Cygni*, AB μέχρι και AZ ακολουθούμενο όμως από το BB (όχι BA) μέχρι και το QZ επιτρέποντας έτσι 334 συνδυασμούς.

Εκείνη την εποχή υπήρχε η εντύπωση πως τα όρια του συστήματος δεν θα δοκιμαστούν, ωστόσο αυτό συνέβη το 1929 με την ανακάλυψη του 334^{ου} μεταβλητού στον αστερισμό του Τοξότη (*QZ Sagittarii*). Σε εκείνο το σημείο υιοθετήθηκε η πρόταση του Γάλλου αστρονόμου Andre, σύμφωνα με την οποία ο μεταβλητός αστέρας θα αναγράφεται με το κεφαλαίο γράμμα V ακολουθούμενο από τον αριθμό χρονικής ανακάλυψης. Ως αποτέλεσμα, ο 335^{ος} μεταβλητός αστέρας του αστερισμού του Τοξότη ονομάστηκε *V335 Sgr*. Παράλληλα με αυτά τα κύρια συστήματα ονοματολογίας προέκυψαν και άλλα τα οποία βασίζονταν σε συντομογραφίες, είτε

του Αστεροσκοπείου/Πανεπιστημίου στο οποίο γινόταν η ανακάλυψη, ή του ονόματος του ερασιτέχνη αστρονόμου ο οποίος έκανε την ανακάλυψη, ή των ουρανογραφικών συντεταγμένων του εκάστοτε αντικειμένου.

Καθώς λοιπόν αυξανόταν ο αριθμός των ανιχνευθέντων μεταβλητών αστέρων, δημιουργήθηκε η ανάγκη δημιουργίας ενός καθολικού συστήματος καταγραφής. Ο Pigott δημοσίευσε το 1786 μια λίστα με τους 12 μεταβλητούς αστέρες, οι οποίοι είχαν ανακαλυφθεί μέχρι εκείνη την εποχή. Ακολούθησε μία παρόμοια λίστα του Argelander το 1844, η οποία αριθμούσε 18 αντικείμενα, ενώ το 1854 ο Pogson παρουσίασε τον δικό του κατάλογο που περιείχε 53 μεταβλητούς. Παρ' όλα αυτά, ο πρώτος κατάλογος, ο οποίος θεωρείται βαρύνουσας σημασίας, είναι εκείνος που δημοσιεύτηκε το 1864 από τον George Chambers με 123 καταγεγραμμένα αντικείμενα. Τα επόμενα χρόνια συντάχθηκαν συγκεντρωτικοί κατάλογοι από το Αστεροσκοπείο του Harvard οι οποίοι αναθεωρούνταν και συμπληρώνονταν ανά τακτά χρονικά διαστήματα. Μεταξύ άλλων, η Annie Cannon συνέταξε τον δικό της κατάλογο το 1907, όπου περιελάμβανε 1.957 μεταβλητούς αστέρες. Τελικά, το 1948 συντάχθηκε ένας γενικός κατάλογος με όλους τους μεταβλητούς οι οποίοι είχαν ανακαλυφθεί μέχρι εκείνη την εποχή. Αυτός είναι ο *Γενικός Κατάλογος Μεταβλητών Αστέρων (General Catalogue of Variable Stars -GCVS)* από τους Kukarkin et al. (1969, 1970, 1971). Ο κατάλογος αυτός αποτελεί τον πληρέστερο και ακριβέστερο μέχρι και σήμερα λόγω των συνεχών ανανεώσεων και καταγραφών. Η ανακάλυψη πολλών αντικειμένων των οποίων η μεταβλητότητα δεν είχε πλήρως εξακριβωθεί ή επιβεβαιωθεί γέννησε το 1951 τον *Catalogue of Suspected Variables (CSV)*, καθώς και τον *New Catalogue of Suspected Variable Stars (NSV)* οποίος αριθμεί περίπου 40.000 μεταβλητούς. Άλλοι κατάλογοι με μεγάλη συμβολή στην καταγραφή μεταβλητών αστέρων είναι οι: *Catalogue of nearby stars*, ο οποίος περιέχει συστήματα αστέρων αρκετοί των οποίων είναι μεταβλητοί, ο *Catalogue of Variable Stars in Globular Clusters* με μεταβλητούς αστέρες σφαιρωτών σμηνών και ο *Bibliografic Catalogue of Variable Stars* με ένα τεράστιο αριθμό αναφορών σε μεταβλητούς. Ακόμα, υπάρχουν ηλεκτρονικά περιοδικά και κατάλογοι διαφόρων αστεροσκοπειών τα οποία ενημερώνονται συνεχώς για νέες ανακαλύψεις. Τέτοια είναι το *Information Bulletin on Variable Stars (IBVS)* με συνεχείς ενημερώσεις για νέους μεταβλητούς, το γαλλικό ηλεκτρονικό περιοδικό *Association Française des Observateurs d'Étoiles Variables (AFOEV)*, καθώς και ο κατάλογος του *All Sky Automated Survey (ASAS)*, το οποίο δραστηριοποιείται στην εύρεση και καταγραφή φωτομετρικών μεταβολών (εικ. 1.1). Μεγάλη συμβολή στην καταγραφή μεταβλητών αστέρων έχει ο κατάλογος *Variable Star Index (VSX)* της Αμερικάνικης ένωσης παρατηρητών μεταβλητών αστέρων, American Association of Variable Stars Observer (AAVSO), ο οποίος περιέχει περίπου 400.000 μεταβλητούς αστέρες. Αξίζει να αναφερθεί ότι το ASAS έχει διεξάγει φωτομετρική έρευνα με στόχο την εύρεση μεταβολών στο πεδίο της αποστολής KEPLER της οποίας τα δεδομένα χρησιμοποιούνται στην παρούσα εργασία. Το αποτέλεσμα ήταν η εύρεση και καταγραφή περίπου 1.000 μεταβλητών αστέρων σε έναν κατάλογο διευκολύνοντας έτσι το έργο της διαστημικής αποστολής.

Εν κατακλείδι, ένας μεταβλητός αστέρας λαμβάνει επίσημη ονομασία αφού προσδιοριστεί ο τύπος μεταβλητότητας του και κάποια ειδικά χαρακτηριστικά του. Αυτή είναι δουλειά της *Επιτροπής Μεταβλητών Αστέρων της Διεθνούς Αστρονομικής Ένωσης (Variable Star Commission of the International Astronomical Union)* η οποία δημοσιεύει συνεχώς ανανεωμένους καταλόγους.



Εικόνα 1.1. Χωρική κατανομή των ανακαλυφθέντων μεταβλητών αστέρων από το πρόγραμμα *All Sky Automated Survey (ASAS)* σε γαλαξιακές συντεταγμένες (astrouw.edu.pl/asas).

1.4 Ταξινόμηση και Κατηγορίες

Η ταξινόμηση των μεταβλητών αστέρων είναι μια συνεχής διαδικασία και γίνεται εφικτή μετά από επεξεργασία και ανάλυση παρατηρησιακών δεδομένων. Η μορφή της καμπύλης φωτός του εκάστοτε μεταβλητού αστερά δίνει τη δυνατότητα στους αστροφυσικούς να εξετάσουν την ύπαρξη ή μη περιοδικότητας και να προσδιορίσουν τα αίτια της μεταβολής. Αρχικά, οι ταξινομήσεις βασίζονταν σε πρότυπους αστέρες με συγκεκριμένα χαρακτηριστικά. Ο τεράστιος αριθμός των αστρονομικών αντικειμένων αλλά και η αυξανόμενη γνώση μας για αυτά δημιουργεί την ανάγκη για πιο ευέλικτες μεθόδους. Για τον λόγο αυτόν, οι κατηγοριοποιήσεις των μεταβλητών αστέρων ποικίλουν και τροποποιούνται ή εμπλουτίζονται ανάλογα με τις ανακαλύψεις οι οποίες γίνονται συνεχώς. Έτσι, γίνονται συνεχώς απόπειρες δημιουργίας καθολικότερων συστημάτων ταξινόμησης, ώστε να συμπεριλαμβάνονται και άλλες πολυπληθείς ομάδες αστρονομικών αντικειμένων (AGN, αστεροειδείς), που μπορούν υπό μια έννοια να θεωρηθούν μεταβλητά (εικ. 1.3). Βασικό ρόλο στη διαδικασία της ταξινόμησης έχουν διαδραματίσει τα μεγάλης κλίμακας ερευνητικά προγράμματα που ανακαλύπτουν και ταξινομούν συνεχώς μεταβλητούς αστέρες με ταχείς ρυθμούς (πίν. 1.1).

Οι κύριες ταξινομήσεις βασίζονται στα δύο προαναφερθέντα στοιχεία. Την εμφάνιση ή μη **περιοδικότητας** και τους **μηχανισμούς δημιουργίας μεταβολής**. Η επικρατέστερη παρ' όλα αυτά κατηγοριοποίηση, η οποία απαντάται συχνότερα στη σύγχρονη βιβλιογραφία και την οποία θα παρουσιάσουμε και εμείς, χωρίζει τους μεταβλητούς σε δύο μεγάλες κατηγορίες: στην πρώτη ανήκουν εκείνοι των οποίων οι μεταβολές λαμπρότητας οφείλονται σε ενδογενή/φυσικά αίτια (*intrinsic*). Στην δεύτερη υπάγονται εκείνοι των οποίων οι μεταβολές λαμπρότητας οφείλονται σε εξωγενή/μη φυσικά αίτια (π.χ. διπλό εκλειπτικό σύστημα) (*extrinsic*).

Πίνακας 1.1. Η συνεισφορά των μεγάλης κλίμακας αποστολών στην ανακάλυψη μεταβλητών αστέρων μέχρι το 2006 (Eyer & Mowlavi 2009).

ASAS	Type of Variables	Observed Stars	Percentage of Variables
ASAS 1-2 ($I < 13$) ¹		140.000	
	Variables	4.000	2.86%
ASAS 3 ($V < 5$)		7.300.000	
	Variables	4.96	0.4%
	Eclipsing Binaries	5.49	0.07%
	Mira	1.502	0.02%
	Regular pulsating	2.416	0.02%
	Other (misc.)	15.569	0.21%
HIPPARCOS	Type of Variables	Observed Stars	Percentage of Variables
Main Mission		120.000	
	Variables	11.597	9.66%
	Non-periodic/unsolved	5.542	4.62%
	Not investigated	3.343	2.79%
	Periodic	2.712	2.26%
	Delta Scuti	186	0.16%
	RR Lyrae	190	0.16%
	Cepheid	273	0.23%
	Mira	200	0.17%
	Other pulsating	300	0.25%
	Eclipsing Binaries	917	0.76%
	Others	646	0.54%
Tycho		500.000	
	Variables	700	0.14%
OGLE-I	Type of Variables	Observed Stars	Percentage of Variables
BULGE		2.000.000	
Imag < 18		400.000	
	Variables	2.800	0.70%
	Periodic	1.900	0.48%
	Pulsating	250	0.06%
	Misc.	900	0.23%
	Eclipsing Binaries	1.650	0.41%
OGLE-II	Type of Variables	Observed Stars	Percentage of Variables
BULGE		30.000.000	
	Variables	200.000	0.7%
LMC/SMC		9.000.000	
	Variables	68.000	0.8%
	RR Lyrae (SMC)	571	

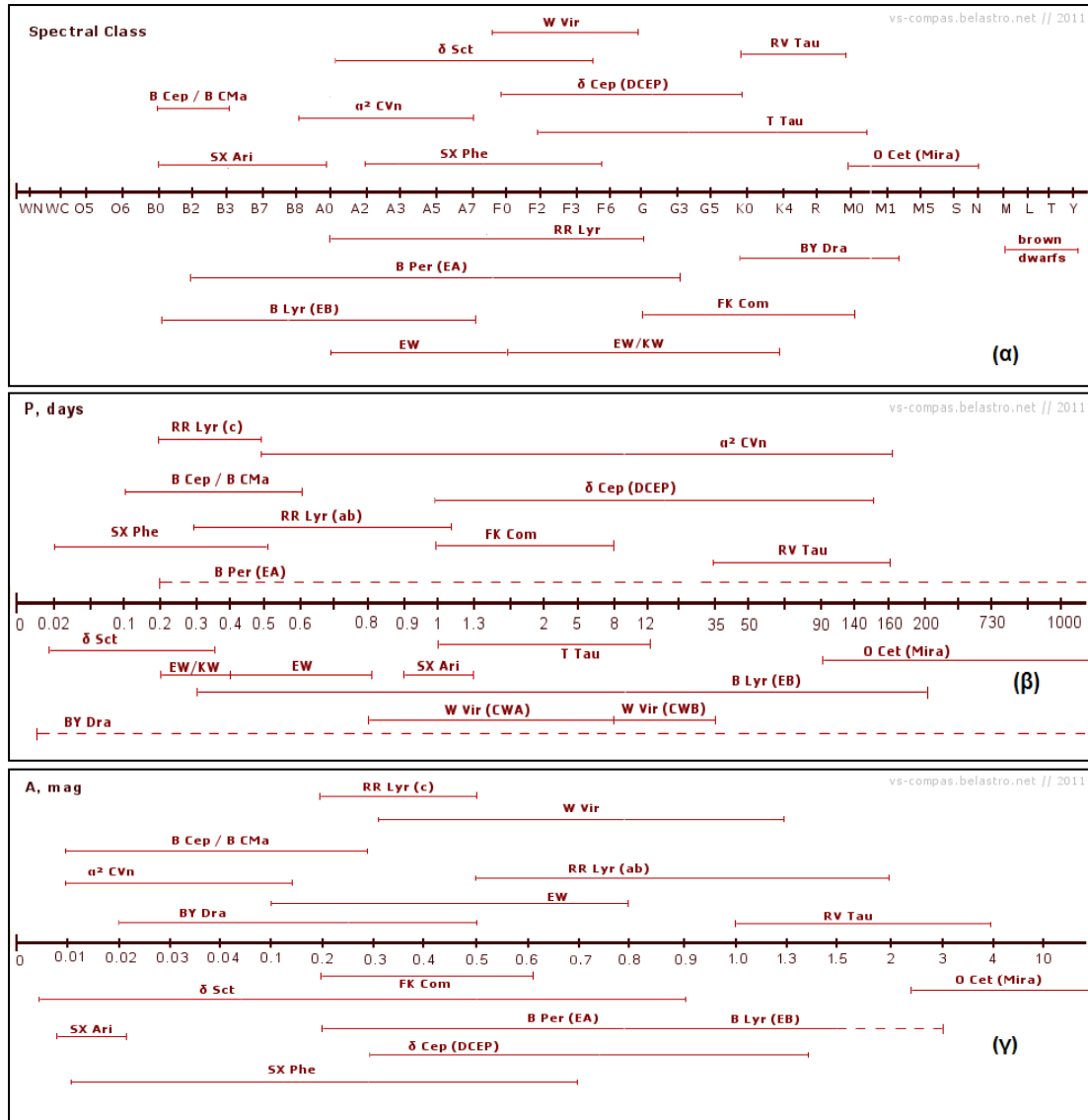
Cepheids	3.382
Eclipsing Binaries (SMC)	1.459
QSO (behind SMC)	~ 6

EROS	Type of Variables	Observed Stars	Percentage of Variables
EROS-I Schmidt plates		3.300.000	
	RR Lyrae	7.000	0.21%
EROS-I CCD		270.000	
	Cepheids	500	
	Mira	800	
	Eclipsing Binaries	79	
EROS-II CCD		330.089	
	Variables	1362	0.41%
	Cepheids	9	
	RR Lyrae	19	
	Mira	34	
	SR	266	
	Eclipsing Binaries	176	

MACHO	Type of Variables	Observed Stars	Percentage of Variables
BULGE		12.000.000	
	Variables	38.000	0.32%
	Periodic	14.000	0.12%
	RR Lyrae	1.800	0.02%
LMC		9.000.000	
	Variables	47.000	0.52%
	Periodic	23.000	0.26%
	Cepheids	1.500	
	RR Lyrae	8.000	
	Eclipsing Binaries	611	

¹Η καταγραφή έγινε σε αντικείμενα μικρότερου από το αναγραφόμενο φαινομένου μεγέθους στο αντίστοιχο φίλτρο

Ενώ κάποιοι μεταβλητοί διέπονται από μηχανισμούς που έως έναν βαθμό είναι γνωστοί και καθιστούν την ένταξη τους σε κάποια κατηγορία εφικτή αν όχι ξεκάθαρη, κάποιοι άλλοι παρουσιάζουν ιδιομορφίες που δυσκολεύουν την ταξινόμησή τους. Αυτό γίνεται εύκολα αντιληπτό αν κοιτάξει κανείς τους κυριότερους τύπους μεταβλητών και την αστροφυσική τους περιγραφή (πίν. 1.2). Για την επίτευξη του δύσκολου αλλά αναγκαίου εγχειρήματος της ταξινόμησης των μεταβλητών αστερών επιστρατεύονται, πέραν των μεγάλων ερευνητικών προγραμμάτων, και διαστημικές αποστολές όπως οι CoRoT και Kepler (βλ. Κεφ. 3), που με τη συνεχή καταγραφή στόχων και την υψηλή ποιότητα των παρατηρήσεων διευκολύνουν τη διαδικασία. Παρακάτω παρουσιάζονται σχεδιαγράμματα που περιέχουν τον γενικό διαχωρισμό των μεταβλητών αστερών καθώς και τις κύριες υποκατηγορίες (εικ. 1.2, εικ. 1.3).



Εικόνα 1.4. Γραφήματα καθορισμού μεταβλητότητας βάσει: (α) φασματικού τύπου, (β) περιόδου και (γ) πλάτους μεταβολής φαινομένου μεγέθους (vs-compas.belastro.net).

Παρακάτω παρουσιάζεται μια σύντομη περιγραφή των διάφορων τύπων και υποκατηγοριών μεταβλητών αστέρων βασισμένη στο σύστημα ταξινόμησης του GCVS, το οποίο ανανεώνεται και βελτιώνεται συνεχώς ανάλογα με τις ανακαλύψεις. Ο κατάλογος αυτός αριθμεί πάνω από 100 τύπους και υποκατηγορίες μεταβλητών αστέρων που κατανέμονται σε ολόκληρο το διάγραμμα H-R και καθορίζονται με διάφορα κριτήρια (εικ. 1.4). Το συγκεκριμένο σύστημα κατηγοριοποίησης είναι μεν το πιο πλήρες, παρ' όλα αυτά απέχει πολύ από την ολοκλήρωση, καθ' ότι υπάρχουν πολλά ιδιόμορφα αντικείμενα που δεν έχουν μελετηθεί πλήρως ώστε να ενταχθούν σε κάποια κατηγορία. Αυτά καταγράφονται αρχικά σαν *Νέοι Τύποι Μεταβλητότητας* (*New Variability Types*) έως ότου εξακριβωθεί ο τύπος τους.

Πίνακας 1.2 Κατηγορίες μεταβλητών αστερών.

Κατηγορία	Τάξη	Σύντομη περιγραφή	Κυριότεροι τύποι	Άλλοι τύποι
ΦΥΣΙΚΟΙ (INTRINSIC)	Εκρηκτικοί (Eruptive)	οι εκρηκτικοί μεταβλητοί είναι αστέρες των οποίων η μεταβολή λαμπρότητας οφείλεται σε βίαια συμβάντα που λαμβάνουν χώρα στη χρωμόσφαιρα και το στέμμα. Τα συμβάντα αυτά συνήθως συνοδεύονται από εκτίναξη αστρικού υλικού με τη μορφή αστρικού ανέμου μεταβλητής πυκνότητας	• FU Orionis: πρωτοαστέρες με μεταβολές της τάξης των 6 mag • γ Cassiopeia: ανώμαλοι εκρηκτικοί ταχέως περιστρεφόμενοι • UV Ceti: παρουσιάζουν εκλάμψεις διάρκειας δευτερολέπτων • T-Tauri • R Coronae Borealis: πλούσιοι σε He και C, παρουσιάζουν και αναπάλσεις • RS Canum Veneticorum • S Doradus: μπλε αστέρες υψηλής φωτεινότητας • Wolf-Rayet	I, IA, IB, INA, INB, IN(ΥΥ), IS, ISA, ISB, UVN
	Παλλόμενοι (Pulsating)	Στους παλλόμενους μεταβλητούς αστέρες οι μεταβολές λαμπρότητας προκαλούνται από φυσικές διεργασίες στο εσωτερικό τους. Δημιουργούνται ακτινικές ή/και μη αναπάλσεις των εξωτερικών στρωμάτων με αποτέλεσμα την παρατηρούμενη περιοδική μεταβολή του φαινομένου μεγέθους (βλ. παρ. 2.2)	• α Cygni: μη ακτινικά παλλόμενοι υπεργίγαντες • β Cephei: βραχυπερίοδοι, μικρά πλάτη ανάπαλσης • W Virginis • δ Cephei: κλασσικοί Κηφείδες με καλά καθορισμένη σχέση φωτεινότητας - περιόδου • δ Scuti: βραχυπερίοδοι μεταβλητοί μικρών πλατών • γ Doradus • ο Ceti (Mira): μακροπερίοδοι μεταβλητοί • RR Lyrae: ακτινικά παλλόμενοι βραχυπερίοδοι μεταβλητοί • PV Telescopii: παλλόμενοι υπεργίγαντες πλούσιοι σε He • RV Tauri: ακτινικά παλλόμενοι υπεργίγαντες • SR: ημι-ομαλοί γίγαντες και υπεργίγαντες • ZZ Ceti: μη ακτινικά παλλόμενοι λευκοί νάνοι	BCEPS, CEP(B), CWA, CWB, DCEPS, DSCTC, L, LB, LC, RR(B), RRAB, RRC, RVA,R, B, SRA, SRB, SRC, SRD, SXPHE, ZZA, ZZB

	Κατακλυσμικοί (Cataclysmic)	Οι κατακλυσμικοί μεταβλητοί είναι αστέρες που παρουσιάζουν βίαιες εξάρσεις οφειλόμενες σε θερμοπυρηνικές εκρήξεις που λαμβάνουν χώρα είτε στα εξωτερικά στρώματα ή στο εσωτερικό τους. Στην πλειοψηφία τους αποτελούν μέλη στενών διπλών συστημάτων ασκώντας μάλιστα αμοιβαία επιρροή στην εξελικτική πορεία του συνοδού τους. Παρατηρούνται συχνά δίσκοι συσσώρευσης υλικού γύρω από θερμούς λευκούς νάνους με τον ψυχρότερο συνοδό να τροφοδοτεί προκαλώντας βίαια γεγονότα.	• N: καινοφανείς (novae) –θερμός νάνος σε στενό διπλό σύστημα • SN: υπερκαινοφανείς (supernova) • U Geminorum: αναφέρονται συχνά ως νάνοι καινοφανείς και αποτελούν μέλη στενών διπλών συστημάτων • Z Andromedae: συμβιωτικοί αστέρες. Αποτελούν μέλη στενών διπλών συστημάτων	NA, NB, NC, NL, NR, SN I, SN II, UGSS, UGSU, UGZ
	Έντονες πηγές ακτίνων-X (Intense X-ray sources)	Αυτοί οι αστέρες αποτελούν στενά διπλά συστήματα τα οποία παρουσιάζουν έντονη μεταβλητή εκπομπή ακτίνων-X και δεν έχουν συμπεριληφθεί σε καμία άλλη κατηγορία. Το ένα μέλος είναι αντικείμενο υψηλής θερμοκρασίας και η εκπομπή ακτίνων-X προέρχεται από την εισροή υλικού στον συνοδό ή σε έναν δίσκο συσσώρευσης.	• XB: κοντινά διπλά συστήματα με εκρήξεις στις ακτίνες-X και στο οπτικό • XI: ανώμαλοι • XP: συστήματα pulsar	XJ, XND, XNG, XF, XPR, XPRM, XM
ΜΗ ΦΥΣΙΚΟΙ (EXTRINSIC)	Διπλά Εκλειπτικά συστήματα (Eclipsing Binary Systems)	Οι περιοδικές φωτομετρικές μεταβολές των συστημάτων αυτών οφείλονται στην εναλλαγή αποκρύψεων του ψυχρότερου και του θερμότερου αστέρα στην ακτίνα παρατήρησής μας ως συνακόλουθο της κίνησης ενός συστήματος δύο σωμάτων (βλ. παρ. 2.1). Για τον λόγο αυτό ονομάζονται και μεταβλητοί δι' εκλείψεων.	<u>Βάσει της μορφής της καμπύλης φωτός</u> • EA-β Persei (Algol) • EB-β Lyrae • EW-W Ursae Majoris <u>Βάσει των φυσικών χαρακτηριστικών των μελών</u> • GS: συστήματα με το ένα ή και τα δύο μέλη να είναι γίγαντες ή υπεργίγαντες • PN: συστήματα με μέλος πυρήνα πλανητικού νεφελώματος • RS Canum Venaticorum • WD: συστήματα με μέλος λευκό νάνο • WR: συστήματα με μέλος αστέρα τύπου Wolf-Rayet	AR, DM, DS, DW, KE, KW

			<u>Βάσει του βαθμού συμπλήρωσης του εσωτερικού λοβού Roche</u> • D: αποχωρισμένα συστήματα • K: συστήματα σε επαφή • SD: ημιαποχωρισμένα	
	Περιστρεφόμενοι (Rotating)	Μεταβλητοί αστέρες ανομοιόμορφης επιφανειακής λαμπρότητας οι φωτομετρικές μεταβολές των οποίων δημιουργούνται λόγω ιδιοπεριστροφής. Στα πλαίσια της γενικότερης ανομοιόμορφης φύσης τους παρουσιάζουν ελλειψοειδείς μορφές. Οι ανομοιομορφίες αυτές είναι από τη φύση τους ενδογενούς προέλευσης (κηλίδες, μαγνητικές διαταραχές), παρ' όλα αυτά η μεταβλητότητά τους οφείλεται στην περιστροφή, εξ' ου και η ένταξή τους στους εξωγενείς μεταβλητούς.	• α^2 Canum Venaticorum • BY Draconis • ELL: περιστρεφόμενοι ελλειψοειδείς • FK Comae Berenices • PSR: οπτικά μεταβλητοί pulsars • SX Arietis	ACVO

Είναι εύλογο να δημιουργούνται ερωτηματικά σχετικά με την ακρίβεια της ταξινόμησης ενός μεταβλητού αστέρα σε κάποια από τις παραπάνω κατηγορίες τόσο λόγω του λεπτού διαχωρισμού μεταξύ κάποιων από αυτές όσο και της πολλαπλότητας των χαρακτηριστικών που παρουσιάζουν οι ίδιοι οι μεταβλητοί. Κοντολογίς, πολλοί από αυτούς εμφανίζουν ταυτόχρονα δύο ή και παραπάνω χαρακτηριστικά διαφορετικών κατηγοριών καθιστώντας δύσκολη την ένταξή τους σε κάποιον μοναδικό τύπο. Γι' αυτόν τον λόγο χρησιμοποιούνται κατάλληλα σύμβολα στις βάσεις δεδομένων ώστε να γίνεται σαφές ότι ο μεταβλητός εμφανίζει πολλαπλά χαρακτηριστικά. Για παράδειγμα περιστρεφόμενοι αστέρες τύπου BY Draconis οι οποίοι παρουσιάζουν και εκλάμψεις αστέρων τύπου UV Ceti αναγράφονται ως BY+UV.

ΚΕΦΑΛΑΙΟ 2

ΔΙΠΛΑ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΚΑΙ ΠΑΛΛΟΜΕΝΟΙ ΑΣΤΕΡΕΣ

2.1 Διπλά συστήματα

2.1.1 Εισαγωγή στα διπλά συστήματα

Ο όρος διπλός αστέρας αναφέρεται γενικά σε δύο αστέρες οι οποίοι φαίνονται να βρίσκονται σε κοντινή απόσταση μεταξύ τους καθώς προβάλλονται στην ουράνια σφαίρα. Αυτός όρος μπορεί να αναφέρεται είτε σε αστέρες οι οποίοι τυχαίνει να βρίσκονται κοντά στην οπτική ακτίνα παρατήρησης αλλά να απέχουν πολύ μεταξύ τους στην πραγματικότητα, ή σε αστέρες οι οποίοι κινούνται όντως σε κοντινές αποστάσεις γύρω από ένα κοινό κέντρο μάζας λόγω βαρυτικών αλληλεπιδράσεων σχηματίζοντας διπλά ή πολλαπλά συστήματα.

Οι διπλοί αστέρες αποτελούν ένα σύνολο αστρικών αντικειμένων με τεράστια σπουδαιότητα για την αστροφυσική για τρεις κυρίως λόγους. Πρώτον, ακόμα και σήμερα η μόνη άμεση μέθοδος μέτρησης της μάζας ενός αστέρα προκύπτει από τη μελέτη της βαρυτικής του αλληλεπίδρασης με άλλους αστέρες. Δεύτερον, όπως φαίνεται από εκτενείς στατιστικές μελέτες, πάνω από το 60% των αστέρων του Γαλαξία μας αποτελούν μέλη διπλών ή πολλαπλών συστημάτων προσφέροντας στους αστρονόμους ευρύ πεδίο μελέτης. Τρίτον, τα μέλη **στενών διπλών συστημάτων** (close binary systems) παρουσιάζουν έντονες αποκλίσεις από την εξελικτική πορεία ενός μεμονωμένου αστέρα καθώς επηρεάζουν και επηρεάζονται από τον συνοδό τους με τρόπους που ποικίλουν ανάλογα τη φύση των αστέρων που απαρτίζουν τα συστήματα (Gazeas & Niarchos 2006, Stergieć & Gazeas 2008). Τα συστήματα αυτά μπορεί να αποτελούνται από αστρονομικά αντικείμενα που οι παρατηρήσεις στις ακτίνες X, στο υπέρυθρο, το υπεριώδες και τα ραδιοκύματα αποκαλύπτουν ότι είναι προχωρημένου εξελικτικού σταδίου (μαύρες τρύπες, αστέρες νετρονίων, λευκοί νάνοι). Σε συστήματα σαν αυτά λαμβάνουν χώρα φαινόμενα μεταφοράς μάζας (μοντέλο του Roche, βλ. παρ. 2.1), δημιουργίας δίσκων προσαύξησης, εκλάμψεων ακτίνων-X και συνδυασμοί αυτών που καθιστούν την ερμηνεία τους δύσκολη.

Όσον αφορά στον τρόπο δημιουργίας των διπλών συστημάτων, υπάρχουν κάποια σενάρια τα οποία υποστηρίζονται από ισχυρές ενδείξεις. Τα μέχρι τώρα φωτομετρικά και φασματοσκοπικά δεδομένα συνηγορούν στην υπόθεση της ταυτόχρονης δημιουργίας και των δύο συνοδών σε δέσμια κίνηση από ένα κοινό νέφος αερίων και σκόνης, χωρίς αυτό να αποκλείει την πιθανότητα σύλληψης του ενός από το βαρυτικό πεδίο του άλλου (ιδιαίτερα αν από κοινού αποτελούν μέλη αστρικού σμήνους) ή την απώλεια ενέργειας του ενός λόγω αλληλεπίδρασης με τρίτο.

Εκτός των άλλων, η εξελικτική πορεία των μελών των συστημάτων αυτών αποκλίνει από τη συμβατική πορεία ενός μεμονωμένου αστέρα, γεγονός που ενισχύει την αναγκαιότητα για τη μελέτη τους. Έχει παρατηρηθεί, από τις πρώτες κιόλας μελέτες που πραγματοποιήθηκαν για την εξέλιξη των μελών διπλών συστημάτων (ιδιαίτερα των κοντινών), ότι αυτή δεν είναι ανεξάρτητη του συστήματος αλλά επηρεάζεται από τις διεργασίες που λαμβάνουν χώρα μεταξύ των μελών. Ένα από τα πρώτα και γνωστότερα εξελικτικά παράδοξα είναι το *παράδοξο του Algol*. Το

φαινόμενο αυτό αποτελεί ίσως το πιο αντιπροσωπευτικό παράδειγμα της απόκλισης της εξελικτικής πορείας των μελών ενός δέσμιου συστήματος από αυτήν ενός μεμονωμένου αστέρα της Κυρίας Ακολουθίας. Σύμφωνα με την καθιερωμένη εξελικτική θεωρία, ένας αστέρας με μεγάλη μάζα καταναλώνει με γρηγορότερο ρυθμό τα πυρηνικά του αποθέματα σε σχέση με έναν αστέρα μικρότερης μάζας ($t_{nuc} = E/L \rightarrow L \propto M^4$, $E \propto M \rightarrow t_{nuc} \approx M^{-3}$). Παρ' όλα αυτά στο σύστημα του Algol και άλλα παρόμοια ημι-αποχωρισμένα συστήματα παρατηρείται ότι ο αστέρας με τη μικρότερη μάζα βρίσκεται σε μεταγενέστερο εξελικτικό στάδιο σε σχέση με τον μεγαλύτερης μάζας συνοδό του. Το γεγονός αυτό όπως αποδείχτηκε εξηγείται με την υπόθεση ανταλλαγής μάζας μεταξύ των μελών υποδεικνύοντας ότι αρχικά, ο εξελικτικά πιο προχωρημένος αστέρας ήταν μεγαλύτερης μάζας από τον συνοδό του.

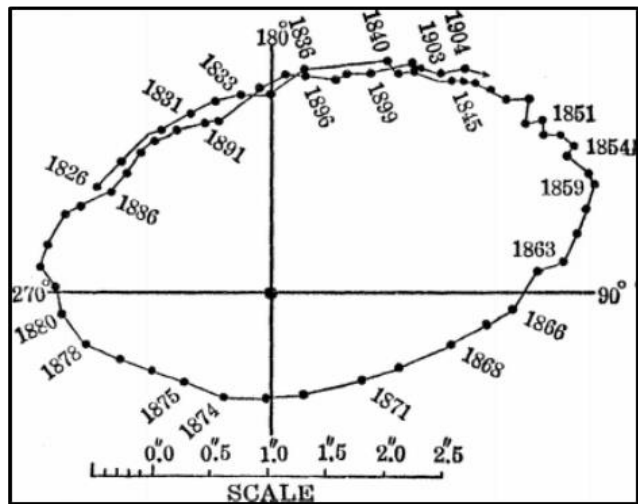
Συμπερασματικά, οι μελέτες των διπλών συστημάτων επικεντρώνονται σε δύο ζητήματα. Τη μελέτη της δομής τους και τη μελέτη της εξελικτικής τους κατάστασης. Όπως προαναφέρθηκε, ένα διπλό κοντινό σύστημα μπορεί να μας παρέχει πληροφορίες για τις μάζες και τις ακτίνες των μελών του. Η ανάλυση της καμπύλης φωτός σε συνδυασμό με τη φασματοσκοπική μελέτη ενός τέτοιου συστήματος, ιδίως αν πρόκειται για διπλό εκλειπτικό σύστημα, δίνει πλούσια αστροφυσική πληροφορία. Η παγκοσμιότητα του τρίτου νόμου του Κέπλερ μπορεί να μας δώσει, τις μάζες των μελών κάθε διπλού συστήματος. Οι λεγόμενες απόλυτες παράμετροι του συστήματος (μάζες, ακτίνες, ημιάξονες τροχιάς, ενεργές θερμοκρασίες) σε συνδυασμό με τις τροχιακές παραμέτρους συνθέτουν μία ικανοποιητική εικόνα της δομής, της εξελικτικής κατάστασης και πορείας παρέχοντας την δυνατότητα **μοντελοποίησης** των φαινομένων που λαμβάνουν χώρα στα συστήματα αυτά. Πέραν των ερευνητών, πολλοί εντυπωσιακοί διπλοί αστέρες τραβούν την προσοχή και των ερασιτεχνών αστρονόμων (εικ. 2.1). Όπως θα δούμε, τα μέσα και οι μέθοδοι παρατήρησης και καταγραφής τέτοιων συστημάτων τα κατηγοριοποιούν.



Εικόνα 2.1. Γνωστοί διπλοί αστέρες μέσα από ένα ερασιτεχνικό τηλεσκόπιο (celestronimages.com).

2.1.2 Ιστορικά στοιχεία διπλών συστημάτων

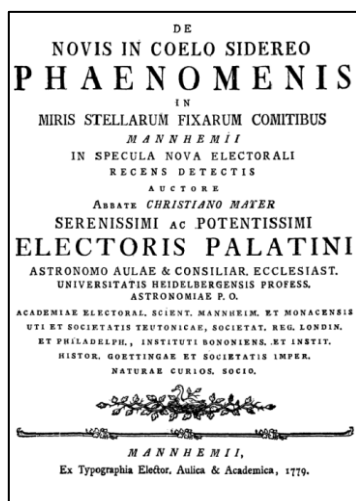
Όπως σε κάθε ιστορική αναδρομή αστρονομικού περιεχομένου έτσι και εδώ οι αναφορές ξεκινούν από την αρχαιότητα. Φυσικά, καθώς το μόνο διαθέσιμο μέσο παρατήρησης ήταν ο οφθαλμός, λίγοι φωτεινοί διπλοί αστέρες μπορούσαν να παρατηρηθούν και αυτοί ήταν στην πλειοψηφία τους *φαινομενικώς διπλοί*, δηλαδή προβάλλονται σε κοντινές αποστάσεις στην ουράνια σφαίρα χωρίς να βρίσκονται κοντά στον χώρο. Έχουμε λοιπόν αναφορές του Πτολεμαίου που περιγράφει το ζεύγος που σήμερα είναι γνωστό ως ν^1 και ν^2 Sgr και αποτελεί διπλό αστέρα, όπως και ενδείξεις καταγραφής του β Περσέα (β Persei ή Algol) από Αιγύπτιους αστρονόμους κατά τον 12^ο αιώνα π.Χ. Όπως αναφέρθηκε και παραπάνω, η πρώτη παρατήρηση διπλού αστέρα μέσα από τηλεσκόπιο επετεύχθη από τον Ιταλό αστρονόμο και μαθητή του Γαλιλαίου, Benedetto Castelli το 1617. Αυτός ήταν ο *Mizar* (ζ Ursae Majoris), ο οποίος παρατηρήθηκε συστηματικά τα επόμενα χρόνια ενώ αποτελεί και το πρώτο σύστημα το οποίο μελετήθηκε μέσα από αστρονομικές φωτογραφικές παρατηρήσεις το 1854 από τον Αμερικανό αστρονόμο George Phillips Bond. Αργότερα αποδείχθηκε μέσα από φασματοσκοπικές παρατηρήσεις, ότι κάθε μέλος του *Mizar* αποτελεί φασματοσκοπικώς διπλό σύστημα καθιστώντας το έτσι ένα τετραπλό σύστημα αστερών.



Εικόνα 2.2. Η ελλειπτική τροχιά του συστήματος του Savalry, ξ UMa (Murdin, 2001).

Ο αστρονόμος William Herschel, ύστερα από συστηματικές, πολυετείς παρατηρήσεις γνωστών διπλών αστερών, σε συνεργασία με την αδερφή του Caroline, επιβεβαίωσε το 1803 την υπόνοια του κληρικού αστρονόμου John Michell, ο οποίος υποστήριζε ότι οι αστέρες τείνουν να συγκεντρώνονται σε σμήνη και να δημιουργούν συστήματα μέσα από αμοιβαίες βαρυτικές αλληλεπιδράσεις. Ο Herschel αρχικά παρατηρούσε το σύστημα α Διδύμων (α Gemini) ή *Κάστωρ* (Castor) έτσι ώστε να υπολογίσει την παράλλαξη. Αντί γι' αυτό όμως κατέγραψε μεταβολή της σχετικής γωνιώδους απόστασης των μελών ως αποτέλεσμα τροχιακής κίνησης. Αυτό τον οδήγησε στην πολυετή έρευνα που οδήγησε στη δημιουργία ενός από τους πληρέστερους καταλόγους διπλών συστημάτων μέχρι εκείνη την εποχή. Ακόμα, ήταν ο ίδιος που εισήγαγε τον όρο **binary star** (διπλό/κοντινό/δέσμιο σύστημα), ενώ η επιβεβαίωση της ελλειπτικής τροχιάς των μελών ήρθε από τον Felix Savalry το 1827 μέσα από την ανάλυση του ξ UMa (εικ. 2.2). Οι πρώτοι *αστρομετρικά διπλοί* (βλ. παρ. 2.1.3) αστέρες ήταν ο *Σείριος* (Sirius, α Canis Majoris) και ο *Προκύων* (Procyon, α Canis Minoris) και παρατηρήθηκαν από τον Friedrich Wilhelm Bessel, ενώ ο πρώτος *φασματοσκοπικά διπλός* αστέρας που καταγράφηκε ήταν πάλι ο *Mizar*, στο φάσμα του οποίου παρατηρήθηκε μεταβαλλόμενη μετατόπιση γραμμών απορρόφησης, η οποία το 1889 ερμηνεύθηκε σωστά ως μετατόπιση λόγω φαινομένου Doppler από τον Pickering.

Ο πρώτος κατάλογος διπλών αστερών δημοσιεύτηκε από τον Cristian Mayer, ιησουίτη μοναχό, το 1779 και περιείχε 72 αντικείμενα πολλά από τα οποία ήταν δικές του ανακαλύψεις (εικ. 2.3). Ως πρώτη απόπειρα καταγραφής υστερούσε σε ακρίβεια και πληρότητα, καθώς έδινε μόνο τις γωνιώδεις αποστάσεις μεταξύ των μελών και όχι τις θέσεις τους στην ουράνια σφαίρα. Παρ'



Εικόνα 2.3. Το εξώφυλλο του πρώτου καταλόγου διπλών αστερών που εκδόθηκε από τον Mayer (Tenn, 2013).

όλα αυτά δόθηκε το έναυσμα για τη δημιουργία συγκεντρωτικών καταλόγων τις επόμενες δεκαετίες με τον John Herschel, αστρονόμο και υιό του προαναφερθέντα William, να συνεχίζει το έργο του πατέρα του εκδίδοντας έναν κατάλογο περίπου 1.000 διπλών αστερών. Ο κατάλογος αυτός ήταν από τους σημαντικότερους και συνέχισε να χρησιμοποιείται μέσα από συνεχείς ανανεώσεις και κατά τις δεκαετίες του 1820 και 1830. Παράλληλα, μια άλλη οικογένεια αστρονόμων, πατέρας και υιός Sturve, συνεισέφερε τα μέγιστα στην καταγραφή των διπλών αστερών συντάσσοντας ακριβείς καταλόγους μέσω παρατηρήσεων από το ρωσικό αστεροσκοπείο Dorpat. Ο Wilhelm Struve, ύστερα από τη δημιουργία κάποιων πρώιμων καταλόγων, συνέταξε μια λίστα που αριθμούσε 3.112 αστέρες. Ανάμεσά τους υπήρχαν περίπου 2.500 νεοανακαλυφθέντα διπλά συστήματα. Το γεγονός αυτό, σε συνδυασμό με τη μεγάλη ακρίβεια των παρατηρήσεων, κατέστησε τον κατάλογο του Sturve έναν από τους σπουδαιότερους της εποχής. Τη δουλειά του πατέρα του ανέλαβε να συνεχίσει ο Otto Sturve, ο οποίος τον διαδέχθηκε στη θέση του διευθυντή του αστεροσκοπείου του

Pulkono (Pulkono Observatory) και κατάφερε να εμπλουτίσει τους καταλόγους με αρκετές νέες ανακαλύψεις αλλά και να δημιουργήσει νέους και πληρέστερους. Ήταν επίσης ο πρώτος που επεσήμανε το αποκαλούμενο *παράδοξο του Algol*. Μεγάλη συνεισφορά στην ανακάλυψη διπλών αστερών φαίνεται πως είχε ο αμερικανός αυτοδίδακτος αστρονόμος Sherburne Wesley Burnham, οποίος στις δεκαετίες 1880, 1890 ανακάλυψε γύρω στους 1.290 καταφέροντας έτσι να προσληφθεί στο προσωπικό του Αστεροσκοπείου του Lick (Lick Observatory). Αποτέλεσμα της δουλειάς του ήταν ο κατάλογος *General Catalogue of Double Stars within 121° of the North Pole* γνωστός και ως *Burnham Double Stars (BDS)*, ο οποίος από το 1906 που εκδόθηκε αποτελούσε έναν από τους σημαντικότερους για πολλές δεκαετίες αργότερα. Τις έρευνες αυτές συνέχισε μεταξύ άλλων ο Robert Aitken, ο οποίος εργάστηκε για πολλά χρόνια στο αστεροσκοπείο του Lick και με τα διοπτρικά τηλεσκόπια 54 cm και 18 cm που είχε στη διάθεσή του κατάφερε να ανακαλύψει 3.087 διπλούς αστέρες. Αυτά, σε συνδυασμό με ανακαλύψεις άλλων αστρονόμων καθώς και με προσθήκες από τον BDS, τα συγκέντρωσε σε έναν κατάλογο που έμελε να διαδεχτεί τον BDS. Ο κατάλογος αυτός ονομάστηκε *New General Catalogue of Double Stars within 120°* ή *Aitken Double Stars (ADS)*, όπως έγινε γνωστός, και αποτέλεσε σημείο αναφοράς για τους παρατηρητές διπλών αστερών από το 1932 που δημιουργήθηκε και έπειτα. Τέλος, σημαντικό κατάλογο αποτέλεσε ο *Index Catalogue of Visual Binary Stars (IDS)* από τους Jeffers, van der Bos και Greedby το 1963 και ο *Fourth Catalogue of Orbits of Visual Binary Stars* από τους Worley και Heintz το 1983, ο οποίος διατηρείται και ανανεώνεται στο U.S Naval Observatory.

2.1.3 Κατηγορίες διπλών συστημάτων

Οι κατηγορίες διπλών συστημάτων προκύπτουν τόσο από τη φύση τους όσο και από τη μέθοδο ανίχνευσης/παρατήρησης. Παρακάτω θα δούμε τις κύριες κατηγορίες διπλών συστημάτων οι οποίες προκύπτουν: **(I)** βάσει μεθόδου παρατήρησης, **(II)** βάσει συμπλήρωσης εσωτερικού λοβού Roche (βλ. παρ. 2.1.6) και **(III)** βάσει μορφής καμπύλης φωτός (εικ. 2.18). Όπως κάθε σύστημα ταξινόμησης αστρικών αντικειμένων, έτσι και αυτά που θα παρουσιάσουμε δεν είναι απόλυτα ούτε πλήρη, υπό την έννοια ότι πολλά από τα αντικείμενα που περιέχονται σε αυτό δύνανται να ενταχθούν σε παραπάνω από μία κατηγορίες.

I. Βάσει μεθόδου παρατήρησης

Σε αυτό το σύστημα κατηγοριοποίησης περιλαμβάνονται όλοι οι διπλοί αστέρες και είναι το μόνο που περιέχει και τους διπλούς οι οποίοι δεν απαρτίζουν βαρυτικά δέσμια συστήματα. Οι κατηγορίες έχουν προκύψει από τη μέθοδο/τεχνική η οποία χρησιμοποιήθηκε κατά την παρατήρηση του διπλού αστέρα:

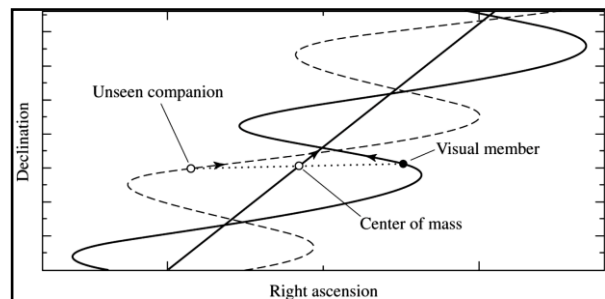
- ❖ **ΦΑΙΝΟΜΕΝΙΚΩΣ ΔΙΠΛΑ (optical doubles):** Οι διπλοί αυτοί αστέρες δεν εμφανίζουν κανένα χαρακτηριστικό δέσμιου συστήματος. Πρόκειται για δύο αστέρες οι οποίοι απέχουν τεράστιες αποστάσεις μεταξύ τους στον χώρο, αλλά προβάλλονται σε κοντινά σημεία στον ουράνιο θόλο. Όπως είναι φυσικό κανένα συμπέρασμα δεν μπορεί να εξαχθεί για τις μάζες των δύο αστέρων. Οι περισσότεροι διπλοί αστέρες οι οποίοι εντοπίζονται ως τέτοιοι δια γυμνού οφθαλμού εντάσσονται σε αυτήν την κατηγορία.
- ❖ **ΟΡΑΤΩΣ ΔΙΠΛΑ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ (visual binaries)¹:** Τα συστήματα αυτά αποτελούν δέσμια συστήματα που παρατηρούνται ξεχωριστά είτε δια γυμνού οφθαλμού ή (συνηθέστερα) μέσα από τηλεσκόπιο εφόσον η μεταξύ τους γωνιώδης απόσταση είναι μεγαλύτερη από τη *γωνιακή διακριτική ικανότητα* του, όπως προκύπτει από το κριτήριο του Rayleigh. Τα μέλη των συστημάτων αυτών κινούνται σε τροχιές κάτω από αμοιβαίες βαρυτικές αλληλεπιδράσεις γύρω από ένα κοινό κέντρο μάζας. Τα συστήματα αυτά παρέχουν σημαντικές πληροφορίες για τις γωνιώδεις αποστάσεις τους. Το γεγονός ότι μπορούμε να εξαγάγουμε τροχιακά χαρακτηριστικά για κάθε μέλος ξεχωριστά, υπό την προϋπόθεση βέβαια ότι η τροχιακή περίοδος δεν είναι υπερβολικά μεγάλη, μας παρέχει τη δυνατότητα να προσδιορίσουμε τον προσανατολισμό του επιπέδου της τροχιάς καθώς και τη θέση του κέντρου μάζας. Αν επιπλέον γνωρίζουμε την απόσταση του συστήματος από τη Γη μέσω π.χ. ετήσιας παράλλαξης, μπορούμε να εκτιμήσουμε τις πραγματικές αποστάσεις των μελών από το κέντρο μάζας. Τέλος, με τη χρήση του τρίτου νόμου του Κέπλερ,

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{G(m_1 + m_2)} a^3 \quad (2.1)$$

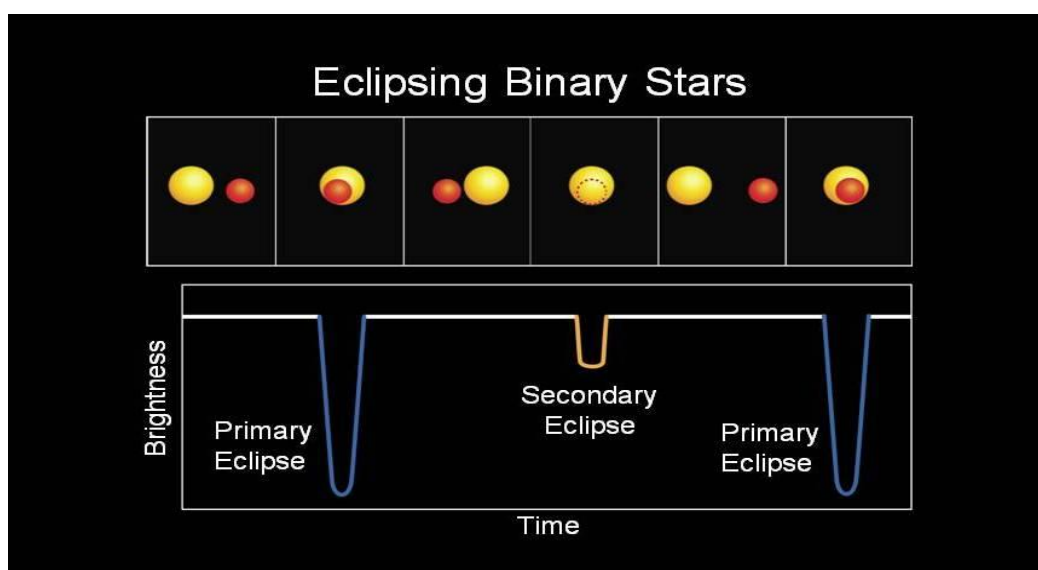
μπορούμε να υπολογίσουμε τη συνολική μάζα του συστήματος.

¹Στην ελληνική βιβλιογραφία τα *φαινομενικώς διπλά* εντάσσονται στην κατηγορία *οπτικώς διπλά* στην οποία συμπεριλαμβάνονται και όσα είναι διπλά και δέσμια και ξεχωρίζουν μέσα από τηλεσκόπιο. Παρ' όλα αυτά ο διαχωρισμός δεν συμφωνεί με τη διεθνή βιβλιογραφία όπου έχουμε *optical doubles* για τα φαινομενικώς διπλά και *visual binaries* για τα δέσμια τα οποία διαχωρίζονται είτε δια γυμνού οφθαλμού ή συνηθέστερα μέσω τηλεσκοπίου.

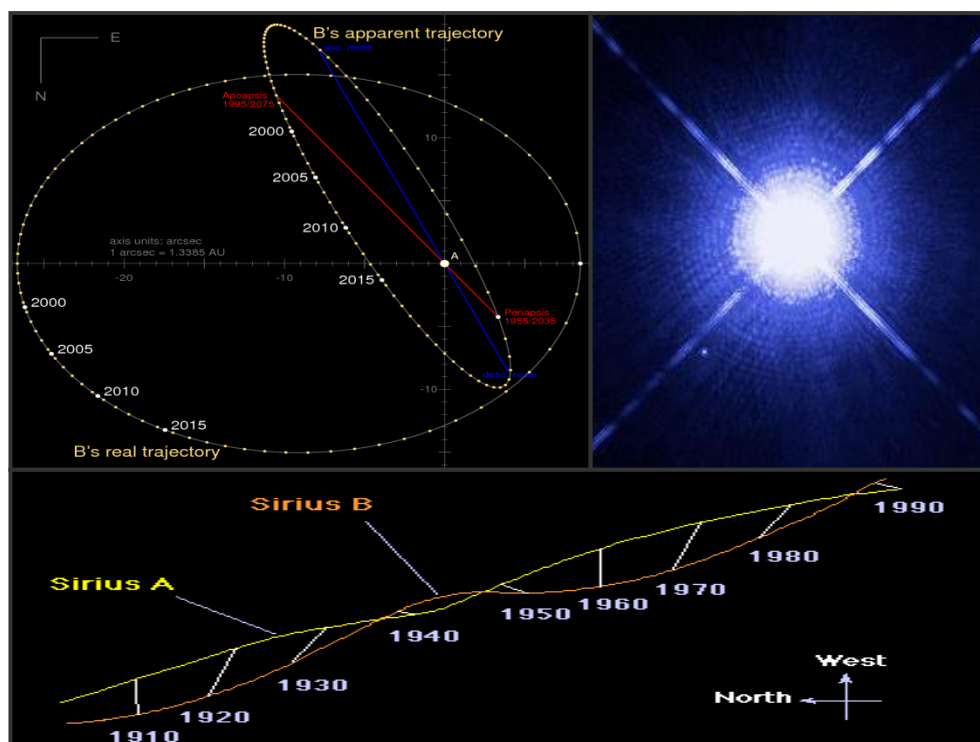
- ❖ **ΑΣΤΡΟΜΕΤΡΙΚΑ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ (astrometric binaries):** Σε κάποιες περιπτώσεις το λαμπρότερο μέλος ενός συστήματος επισκιάζει τον αμυδρότερο συνοδό του με αποτέλεσμα να μην παρατηρείται. Παρ' όλα αυτά, έπειτα από έναν ικανοποιητικό αριθμό παρατηρήσεων μπορεί να εξαχθεί συμπέρασμα για το αν πρόκειται για διπλό σύστημα μέσα από τις παλινδρομικές κινήσεις που παρουσιάζει ο λαμπρότερος συνοδός λόγω της βαρυτικής αλληλεπίδρασης (εικ. 2.4, 2.6).
- ❖ **ΕΚΛΕΙΠΤΙΚΑ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ (eclipsing binaries):** Στην περίπτωση που το επίπεδο της τροχιάς του διπλού συστήματος ταυτίζεται ή προσεγγίζει την οπτική ακτίνα παρατήρησης, το περιοδικά μεταβαλλόμενο σύστημα παρουσιάζει *εκλείψεις*. Οι εκλείψεις αυτές εμφανίζονται σαν μεταβολές της συνολικής λαμπρότητας του συστήματος (φαινόμενο μέγεθος-χρόνος, ροή ακτινοβολίας-χρόνος, εικ. 2.5, βλ. παρ. 2.1.4) και οφείλονται στη διαδοχική απόκρυψη του ενός μέλους από τον συνοδό του. Η μελέτη της *καμπύλης φωτός* ενός τέτοιου συστήματος μπορεί να μας δώσει τους λόγους των ενεργών θερμοκρασιών των μελών καθώς και τους λόγους των ακτίνων τους. Στη φωτομετρική καμπύλη παρατηρούνται δύο ελάχιστα. Το βαθύτερο, υποδεικνύει την απόκρυψη του θερμότερου από το ψυχρότερο μέλος και ονομάζεται *πρωτεύον ελάχιστο*, ενώ το άλλο λέγεται *δευτερεύον* και συμβαίνει όταν ο λαμπρότερος αστέρας καλύπτει τον αμυδρότερο. Βασικό ρόλο στην παρατήρηση τέτοιων συστημάτων διαδραματίζει η κλίση του τροχιακού επιπέδου σε σχέση με το επίπεδο του ουρανού. Στην πληθώρα των πληροφοριών που μπορούμε να λάβουμε από τη φωτομετρική καμπύλη ενός τέτοιου συστήματος δεν περιλαμβάνονται οι μάζες των μελών παρά μόνο το άθροισμά τους.



Εικόνα 2.4. Ένα αστρομετρικά διπλό σύστημα. Φαίνεται η παλινδρομική κίνηση του παρατηρήσιμου μέλους (σκούρα γραμμή) καθώς και του αόρατου συνοδού γύρω από το κέντρο μάζας (Carrol & Ostlie, 2007).

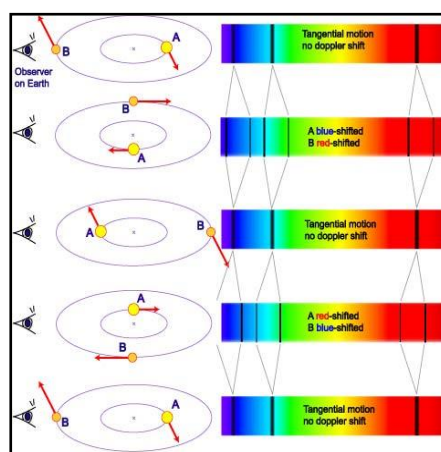


Εικόνα 2.5. Οι φωτομετρικές μεταβολές σε ένα διπλό εκλειπτικό σύστημα.



Εικόνα 2.6. Το σύστημα Σείριος A-B. Επάνω αριστερά: Η φαινόμενη και η πραγματική τροχιά του αμυδρότερου μέλους (B) ως προς το λαμπρότερο (A). Επάνω δεξιά: Φωτογραφία του συστήματος, όπου διακρίνεται κάτω αριστερά ο αμυδρός συνοδός (hubblesite.org). Κάτω: Η αστρομετρικά καταγεγραμμένη κίνηση των μελών του συστήματος.

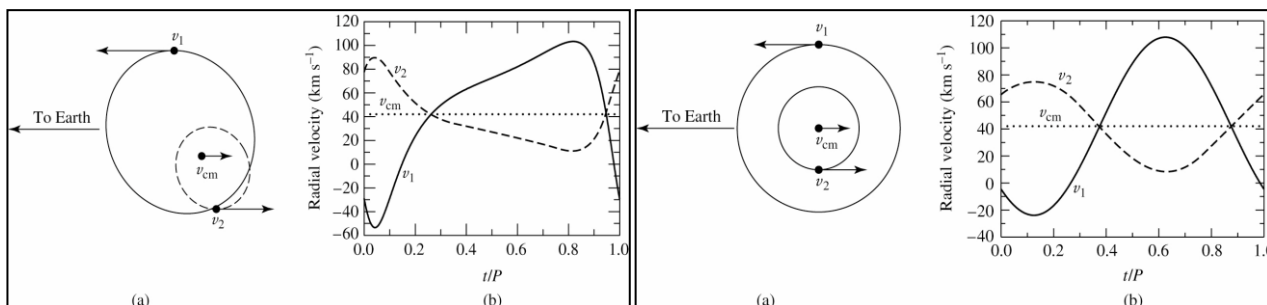
- ❖ **ΦΑΣΜΑΤΟΣΚΟΠΙΚΩΣ ΔΙΠΛΑ (spectroscopic binaries):** Αν οι ταχύτητες των μελών ενός διπλού συστήματος αστέρων έχουν συνιστώσα παράλληλη με την οπτική ακτίνα παρατήρησης και οι αστέρες έχουν παραπλήσιες λαμπρότητες, τότε στα φάσματα θα παρουσιαστούν περιοδικές μετατοπίσεις φασματικών γραμμών λόγω φαινομένου Doppler (φασματοσκοπικώς διπλό σύστημα *διπλών γραμμών* [double-lined]-SB2). Ενδεχομένως ο ένας αστέρας να είναι αρκετά λαμπρότερος υπερκαλύπτοντας έτσι το φάσμα του συνοδού του. Αυτό θα έχει σαν αποτέλεσμα να παρατηρηθούν περιοδικές μεταβολές φασματικών γραμμών του ενός αστέρα (φασματοσκοπικώς διπλό σύστημα *μονών γραμμών* [single-lined]-SB1). Σε κάθε περίπτωση αποκαλύπτεται η ύπαρξη διπλού συστήματος. Σαν άμεση συνέπεια του φαινομένου Doppler, η μετατόπιση των φασματικών γραμμών θα πραγματοποιείται προς το **ερυθρό** αν ο αστέρας απομακρύνεται από τον παρατηρητή, ενώ σε αντίθετη περίπτωση θα παρατηρείται μετατόπιση προς το **ιώδες**. Επίσης, λόγω των αντιδιαμετρικών θέσεων που καταλαμβάνουν τα μέλη του συστήματος στον χώρο καθώς εξελίσσεται η κίνηση, θα εμφανίζονται πάντα αντίστροφες μετατοπίσεις στα αντίστοιχα φάσματα (εικ. 2.7). Η ανάλυση τέτοιων συστημάτων, παρέχει πληροφορίες για τις τροχιές των μελών ενώ δίνει και τη δυνατότητα υπολογισμού του λόγου μαζών (q) τους μέσω του λόγου ακτινικών ταχυτήτων τους. Οι μετατοπίσεις των φασματικών γραμμών των



Εικόνα 2.7. Δύο σώματα κινούνται σε κυκλικές τροχιές γύρω από το κοινό κέντρο μάζας, ενώ στα φάσματα λαμβάνουν χώρα οι συνακόλουθες μετατοπίσεις φασματικών γραμμών (double-lined).

αστέρων μας δίνουν τη δυνατότητα να εξάγουμε τα διαγράμματα ακτινικών ταχυτήτων μέσα από τη σχέση του Doppler: $\Delta\lambda/\lambda = v/c$ (εικ. 2.8, 2.9, 2.10). Η μορφή τους εξαρτάται από προσανατολισμό της τροχιάς σε σχέση με τον παρατηρητή καθώς επηρεάζεται από την τιμή του ορίσματος του περιάστρου (ω).

Σε κάποιες περιπτώσεις η ύπαρξη του διπλού συστήματος δεν αποκαλύπτεται από την μετατόπιση των φασματικών γραμμών στα φάσματα των μελών. Αυτό συμβαίνει είτε γιατί δεν έχουμε φασματογράφους με φασματική διακριτική ικανότητα ικανή να καταγράψει τις μετατοπίσεις στα φάσματα ή το τροχιακό επίπεδο είναι κάθετο στην οπτική ευθεία παρατήρησης οπότε δεν έχουμε ακτινικές συνιστώσες ταχύτητας που να προκαλούν μετατοπίσεις Doppler στα φάσματα των μελών. Η ύπαρξη παρ' όλα αυτά του συστήματος αναδύεται μέσα από την ανάλυση των γραμμών απορρόφησης του φάσματος που υποδεικνύει την ύπαρξη δύο μελών διαφορετικών φασματικών τύπων². Προφανώς από τέτοιου είδους συστήματα δεν μπορούν να εξαχθούν μάζες των μελών ή τροχιακά χαρακτηριστικά αλλά κυρίως πληροφορίες για τη χημική σύσταση τους.



Εικόνα 2.8. Καμπύλη ακτινικών ταχυτήτων ενός συστήματος σε έγκεντρη (αριστερά) και κυκλική (δεξιά) τροχιά. Ξεχωρίζει στο διάγραμμα η μη μηδενική ταχύτητα του κέντρου μάζας του συστήματος (συστημική ταχύτητα) (Carroll & Ostlie, 2007).

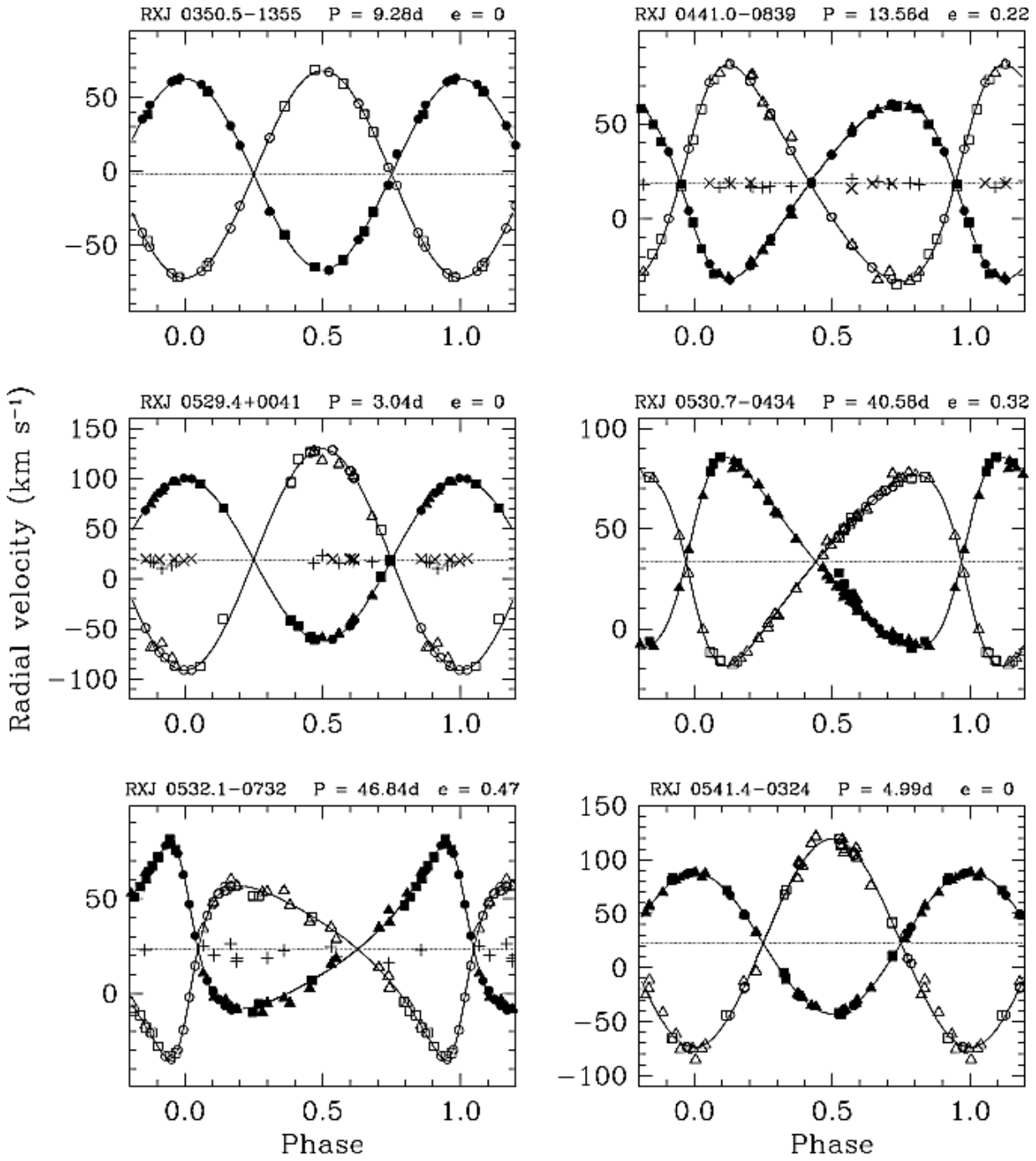
II. Βάσει καμπύλης φωτός

Εδώ διαχωρίζονται διπλά εκλειπτικά συστήματα σύμφωνα με τη μορφή της καμπύλης φωτός τους. Οι μορφές των φωτομετρικών καμπύλων κάποιων πρότυπων συστημάτων αποτελούν σημείο αναφοράς για ομάδες εκλειπτικών συστημάτων με παρόμοια μορφολογικά και τροχιακά χαρακτηριστικά. Έτσι προκύπτουν οι εξής κατηγορίες:

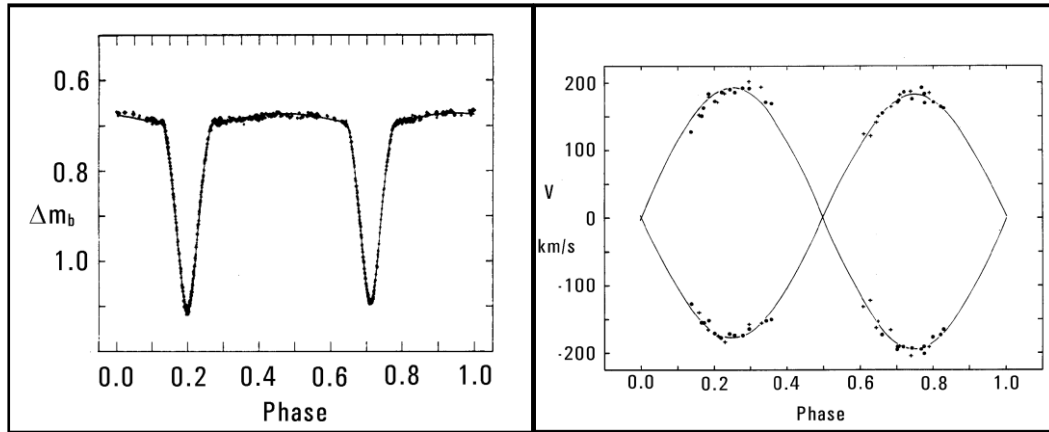
❖ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΤΥΠΟΥ Algol (β Persei)-EA

Η σπουδαιότητα του συστήματος αυτού έχει τονιστεί σε αρκετά σημεία της παρούσας εργασίας, λόγω της ιστορικής του πορείας (καταγραφές από την αρχαιότητα), της εξελικτικής του ιδιομορφίας (παράδοξο Algol) και της τροχιακής του πολυπλοκότητας (τριπλό σύστημα). Το σύστημα αυτό αποτελεί πρότυπο σύστημα μιας ομάδας συστημάτων που χαρακτηρίζονται από μέλη σφαιρικού ή ελαφρώς ελλειψοειδούς σχήματος, καλά καθορισμένους χρόνους απόκ-

²Τα συστήματα αυτά αναφέρονται συχνά στη βιβλιογραφία ως **φασματικώς διπλά (spectrum binaries)**.

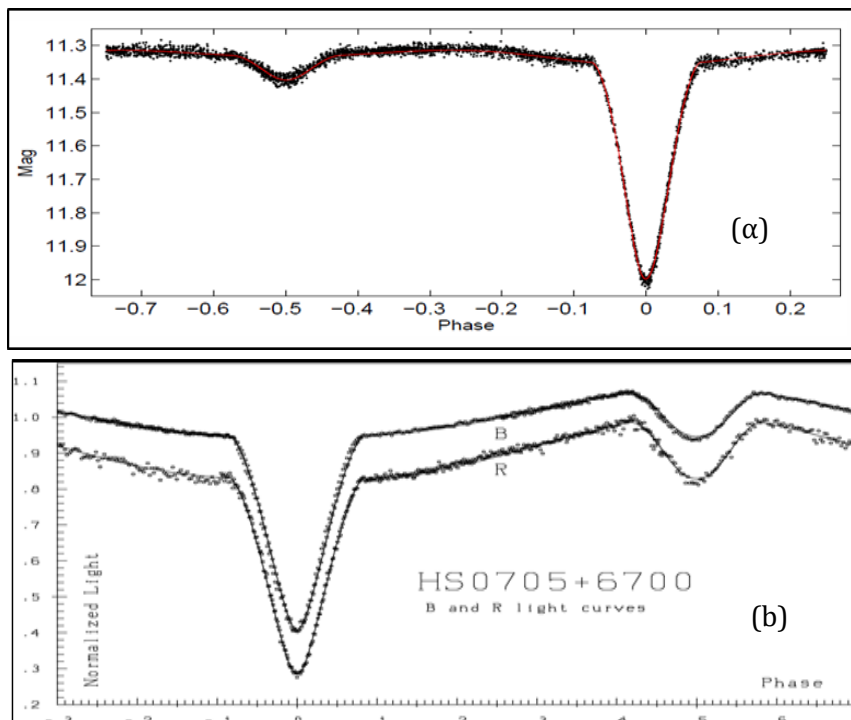


Εικόνα 2.9. Καμπύλες ακτινικών ταχυτήτων για έξι διπλά συστήματα αστέρων (*double-lined*) (Covino et al. 2000).



Εικόνα 2.10. Αριστερά: Φωτομετρική καμπύλη και δεξιά: Καμπύλη ακτινικών ταχυτήτων του εκλείπτικού SB2 συστήματος V760 Sco (Andersen et al. 1985).

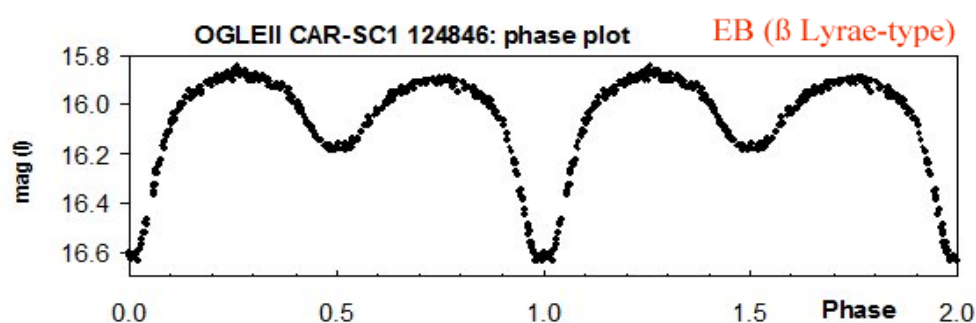
-ρυψης και εμφάνισης, τροχιακές περιόδους που κυμαίνονται από 0,2 έως 10.000 days και πλάτη μεταβολών μέχρι και μερικά mag. Είναι συνήθως αποχωρισμένα ή ημι-αποχωρισμένα συστήματα (βλ. παρ. 2.1.6), ενώ τα ενδιάμεσα των εκλείψεων μέρη της φωτομετρική καμπύλης είναι συνήθως ευθείες σταθερού μεγέθους (mag) υποδεικνύοντας έτσι την σταθερή εκπεμπόμενη ενέργεια του συστήματος. Παρ' όλα αυτά σε πολλά συστήματα τα διαστήματα αυτά παρουσιάζουν αποκλίσεις από την ευθεία σταθερού μεγέθους. Όταν π.χ. το ένα μέλος έχει ελλειψοειδές σχήμα παρατηρείται καμπύλωση της φωτομετρικής ευθείας. Ακόμα, σε κάποια από τα συστήματα αυτά τα διαστήματα πριν και μετά το δευτερεύον ελάχιστο απαντώνται ελαφρώς ανασηκωμένα, γεγονός που μπορεί να οφείλεται στο φαινόμενο της ανάκλασης. Το φαινόμενο αυτό παρατηρείται όταν κατά τη διάρκεια της απόκρυψης ο θερμότερος αστέρας εκπέμπει ακτινοβολία προς τον συνοδό του η οποία απορροφάται από την ατμόσφαιρά του και επανεκπέμπεται λόγω αποδιέγερσης σωματιδίων, έτσι η επιφάνεια του δεύτερου που προβάλλεται σε μας είναι θερμότερη και επομένως λαμπρότερη από την παρακείμενη δημιουργώντας τα ανεπαίσθητα ανασηκωμένα τμήματα της καμπύλης (εικ. 2.11.).



Εικόνα 2.11. (α) Χαρακτηριστική φωτομετρική καμπύλη ενός αποχωρισμένου συστήματος τύπου Algol. Το σύστημα αυτό είναι το GS Boo και η καμπύλη έχει εξαχθεί με βάση τη φωτομετρία του προγράμματος Super WASP (Zasche 2014). (b) Φωτομετρική καμπύλη σε δύο φίλτρα, όπου διακρίνονται τα ανασηκωμένα τμήματα της καμπύλης λόγω του φαινομένου της ανάκλασης (Drechsel et al. 2001).

❖ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΤΥΠΟΥ β Lyrae-EB

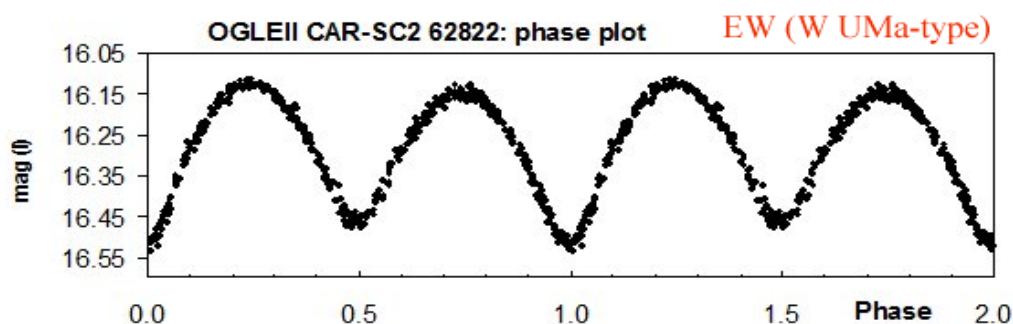
Σε αυτήν την κατηγορία εκλειπτικών συστημάτων συναντάμε μέλη με ελλειψοειδή σχήματα και συνεχείς μεταβολές στις φωτομετρικές καμπύλες. Τα μέλη αυτής της κατηγορίας είναι συνήθως ημιαποχωρισμένα συστήματα και παρουσιάζουν δευτερεύοντα ελάχιστα σημαντικά ρηχότερα από τα πρωτεύοντα τόσο ώστε να ξεχωρίζουν ως τέτοια (εικ. 2.12). Οι παρατηρούμενες περίοδοι είναι συνήθως της τάξης της μίας ημέρας, ενώ τα ελάχιστα μπορεί να φτάσουν έως και μερικά mag σε βάθος. Τα μέλη τέτοιων εκλειπτικών μεταβλητών παρουσιάζουν ιδιομορφίες λόγω φαινομένων μεταφοράς μάζας οφειλόμενων στη συμπλήρωση του ενός εκ των μελών εσωτερικού λοβού Roche (βλ. παρ. 2.1.6).



Εικόνα 2.12. Χαρακτηριστική φωτομετρική καμπύλη ενός εκλειπτικού συστήματος β Lyrae, από δεδομένα του προγράμματος OGLE-II (Szymanski, 2005) και ελήφθησαν από τους Huemmerich & Bernhard (2012).

❖ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΤΥΠΟΥ W Ursae Majoris-EW

Σε αυτήν την κατηγορία εκλειπτικών συστημάτων έχουμε μέλη ελλειψοειδούς σχήματος λόγω παλιρροϊκών παραμορφώσεων, φαινόμενα μεταφοράς μάζας και σχεδόν ισοβαθή ελάχιστα. Τα συστήματα αυτά είναι συνήθως συστήματα σε επαφή ή υπερεπαφή, που σημαίνει ότι και τα δύο μέλη έχουν γεμίσει τους εσωτερικούς λοβούς Roche παρουσιάζοντας έτσι έντονα φαινόμενα μεταφοράς μάζας. Οι επιφανειακές τους θερμοκρασίες είναι παραπλήσιες ή και ίδιες λόγω ενός κοινού εξωτερικού κελύφους που περιβάλλει το σύστημα. Οι τροχιακές τους περίοδοι είναι μικρές και κυμαίνονται από 0.20 έως 1 d ενώ τα παρατηρούμενα πλάτη ελαχίστων είναι συνήθως της τάξης του 1 mag ή και μικρότερα (εικ. 2.13).



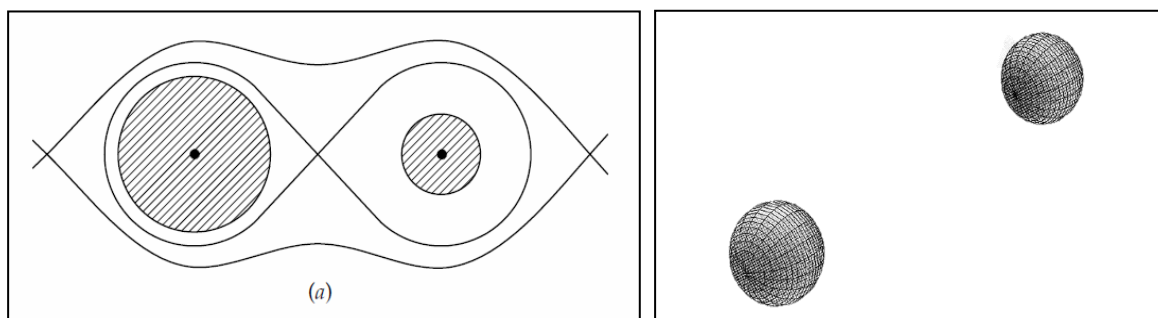
Εικόνα 2.13. Χαρακτηριστική φωτομετρική καμπύλη ενός εκλειπτικού συστήματος τύπου W UMa, από δεδομένα του προγράμματος OGLE-II (Szymanski, 2005) και ελήφθησαν από τους Hummerich & Bernhard (2012).

III. Βάσει Γεωμετρίας Roche

Η ένταξη ενός συστήματος σε κάποια απο τις παρακάτω κατηγορίες εξαρτάται απο τον βαθμό στον οποίο έχουν συμπληρώσει τα μέλη του τους εσωτερικούς λοβούς Roche (βλ. παρ. 2.1.6). Οι κατηγορίες αυτές υιοθετήθηκαν για πρώτη φορά από τον Zdenek Kopal (1955) και χρησιμοποιούνται ευρέως μέχρι και σήμερα αποτελώντας ένα από τα αρτιότερα συστήματα κατηγοριοποίησης και μοντελοποίησης.

❖ ΑΠΟΧΩΡΙΣΜΕΝΑ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ (detached binaries)

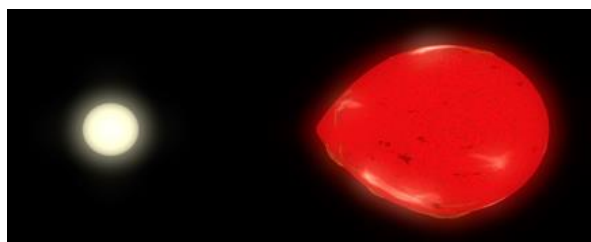
Η μορφή του συστήματος εξαρτάται απο το ποιές ισοδυναμικές επιφάνειες του μοντέλου καταλαμβάνουν τα δύο μέλη. Στην περίπτωση των αποχωρισμένων συστημάτων οι ακτίνες των μελών είναι αρκετά μικρότερες απο την μεταξύ τους απόσταση καθώς και από τις αντίστοιχες ακτίνες Roche, με αποτέλεσμα να διατηρούν το σφαιρικό τους σχήμα και να μην κάνουν την εμφάνισή τους φαινόμενα μεταφοράς μάζας (εικ. 2.14). Τα συστήματα αυτά είναι τα πλέον κατάλληλα για την εξαγωγή μαζών και ακτίνων των μελών. Ο λόγος είναι ότι τα φάσματα των μελών των συστημάτων αυτών παρουσιάζουν εμφανώς διαχωρισμένες φασματικές γραμμές με μικρή πλάτυνση διευκολύνοντας έτσι κατά πολύ την κατασκευή των καμπυλών ακτινικών ταχυτήτων.



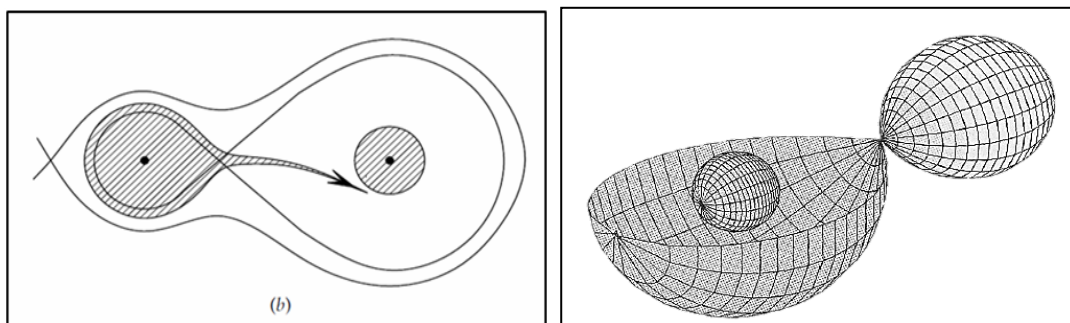
Εικόνα 2.14. Αριστερά: Ισοδυναμικές επιφάνειες του Roche ενός αποχωρισμένου συστήματος όπου είναι ξεκάθαρο ότι κανένα απο τα δύο μέλη δεν έχει συμπληρώσει τον εσωτερικό λοβό του (Eggleton, 2006). Δεξιά: η τρισδιάστατη απεικόνιση ενός διπλού αποχωρισμένου συστήματος (Hilditch, 2001).

❖ ΗΜΙ-ΑΠΟΧΩΡΙΣΜΕΝΑ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ (semi-detached binaries)

Στα συστήματα αυτά ένας εκ των μελών, ο οποίος ονομάζεται μέλος επαφής, έχει συμπληρώσει τον εσωτερικό λοβό του Roche με αποτέλεσμα τη μεταφορά μάζας στον αποχωρισμένο συνοδό λόγω υπερπήδησης του σημείου ισορροπίας της ανηγμένης βαρύτητας στο σημείο Lagrange 1 (εικ. 2.15, 2.16). Οι φωτομετρικές τους καμπύλες παρουσιάζουν έντονη καμπύλωση και εν πολλοίς ταυτίζονται με τους εκλειπτικούς β Lyrae και τους Algol.



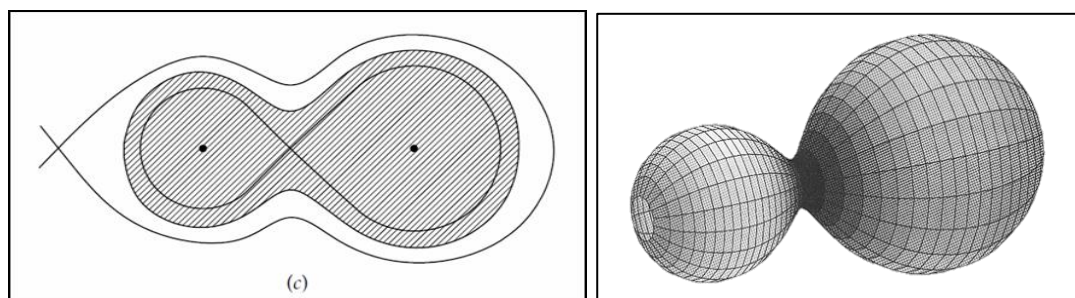
Εικόνα 2.15. Καλλιτεχνική αναπαράσταση ενός ημι-αποχωρισμένου συστήματος (blog.theabsolutemagnitude.com).



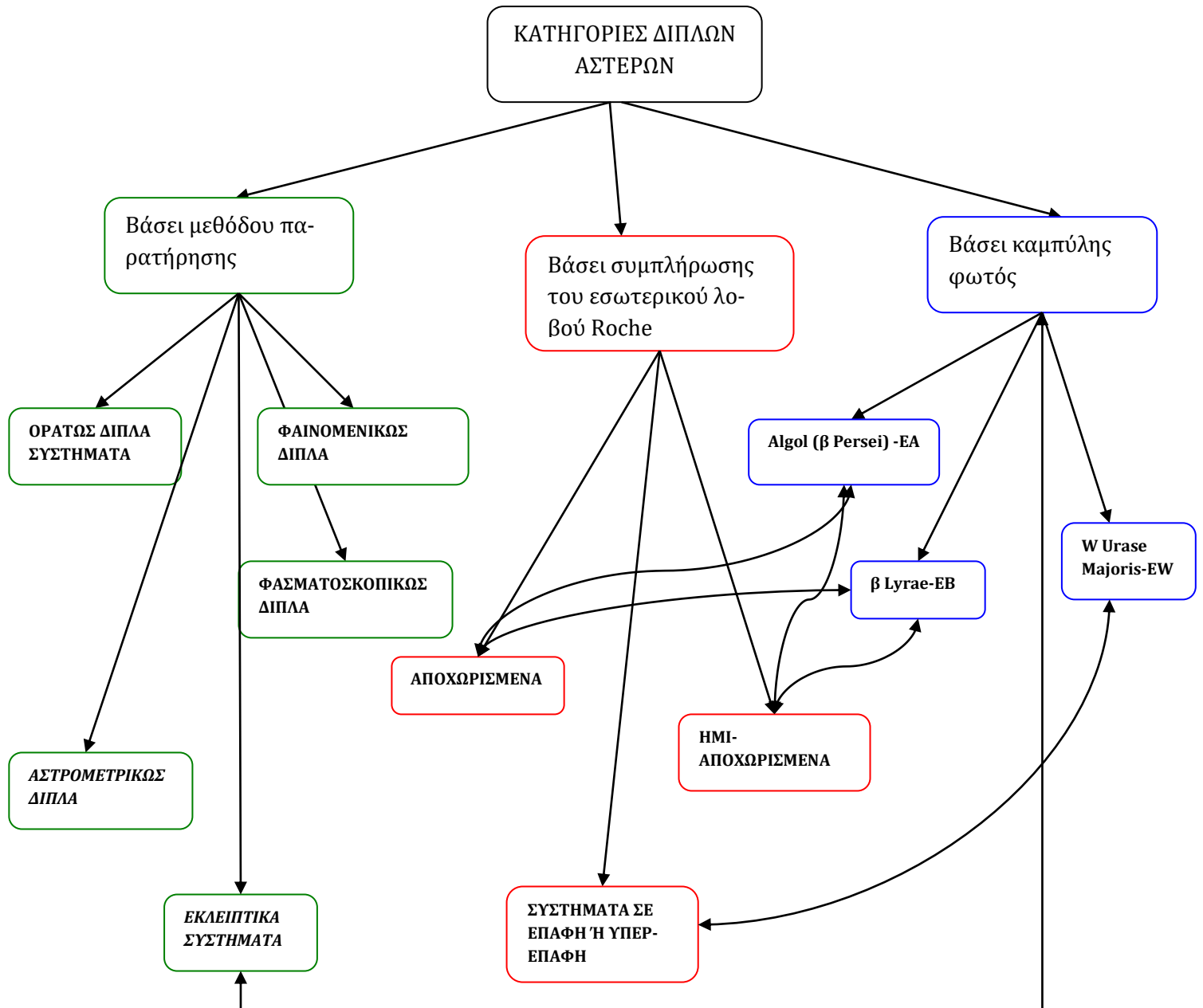
Εικόνα 2.16. Αριστερά: Ημι-αποχωρισμένο σύστημα. Το ένα μέλος έχει συμπληρώσει πλήρως τον εσωτερικό του λοβό Roche και έχει ξεκινήσει η μεταφορά μάζας στον συνοδό (Eggleton, 2006). Δεξιά: τρισδιάστατη προσομοίωση ενός ημι-αποχωρισμένου συστήματος (Hilditch, 2001).

❖ ΣΥΣΤΗΜΑΤΑ ΣΕ ΕΠΑΦΗ (contact binaries)

Λέγονται αλλιώς και ζεύγη επαφής και αποτελούνται από αστέρες οι οποίοι έχουν συμπληρώσει εσωτερικούς τους λοβούς Roche και ύστερα από πολύπλοκες υδροστατικές και βαρυτικές διαδικασίες έχουν δημιουργήσει ένα κοινό κέλυφος που περικλείει το σύστημα και εκπέμπει σχεδόν ομοιόμορφα ακτινοβολία (εικ. 2.17). Οι καμπύλες φωτός που παρουσιάζουν έντονη καμπύλωση και τα φωτομετρικά ελάχιστα διαφέρουν από λίγο έως καθόλου γεγονός που αιτιολογείται από το μοντέλο του κοινού φωτοσφαιρικού περιβλήματος που οδηγεί σε (σχεδόν) ομοιόμορφη ακτινοβολία, ίδιους φασματικούς τύπους και ενεργές θερμοκρασίες.



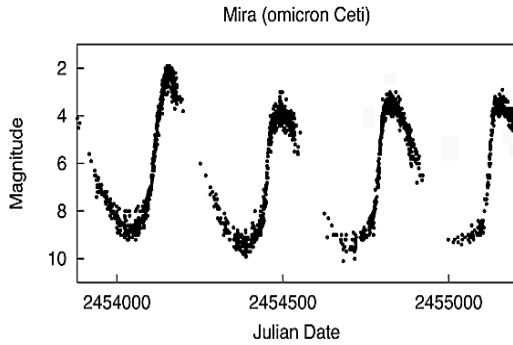
Εικόνα 2.17. Αριστερά: Σύστημα σε επαφή όπου και τα δύο μέλη έχουν συμπληρώσει τους λοβούς Roche και οι εξισορροπημένες υδροστατικές και βαρυτικές δυνάμεις έχουν δημιουργήσει ένα εξωτερικό περίβλημα που περικλείει όλο το σύστημα και ακτινοβολεί σχεδόν ομοιόμορφα (Eggleton, 2006). Δεξιά: η τρισδιάστατη απεικόνιση ενός συστήματος σε επαφή (Hilditch, 2001).



Εικόνα 2.18. Κύρια συστήματα κατηγοριοποίησης διπλών αστέρων

2.1.4 Καμπύλη φωτός, διάγραμμα φάσης και διάγραμμα ροής ακτινοβολίας εκλειπτικού συστήματος

Η ανίχνευση, η καταγραφή και η κατηγοριοποίηση των διπλών συστημάτων και εν γένει των μεταβλητών αστερών γίνεται μέσα από την καταγραφή της εκπεμπόμενης ακτινοβολίας. Η παρατήρησή τους έχει ως στόχο τη δημιουργία της καμπύλης φωτός. Η καμπύλη φωτός είναι το διάγραμμα της φαινόμενης λαμπρότητας του αστρικού αντικειμένου συναρτήσει του χρόνου.



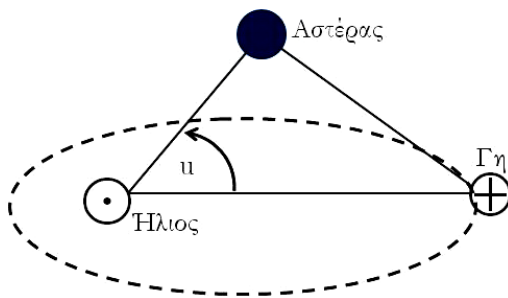
Εικόνα 2.19. Καμπύλη φωτός του ιστορικού αστερά ο Ceti (aavso.org).

Στους μεταβλητούς αστέρες καταγράφονται οι μεταβολές της λαμπρότητας σαν συνάρτηση του χρόνου και από εκεί εξάγονται σημαντικές πληροφορίες για τον στόχο (εικ. 2.19). Συνήθως χρησιμοποιείται το φαινόμενο μέγεθος για την απεικόνιση της λαμπρότητας³. Συγκεκριμένα, για τα διπλά εκλειπτικά συστήματα αστερών η φωτομετρική καμπύλη απεικονίζει μεταβολές του φαινομένου μεγέθους που προκαλούνται από τη διαδοχική απόκρυψη του ενός μέλους από το άλλο κατά την κίνηση τους ως μέλη διπλού συστήματος, σαν συνάρτηση του χρόνου (εικ. 2.21). Ως μονάδα μέτρη-

σης χρόνου για τους μεταβλητούς αστέρες έχει επικρατήσει η *Ιουλιανή ημέρα* (Julian Day - JD), η οποία έχει ως αρχή μέτρησης τη μέση μεσημβρία της 1^{ης} Ιανουαρίου του 4713 π.Χ. Παρ' όλα αυτά για να εξαλειφθούν οι επιδράσεις τις κίνησης της Γης στις παρατηρήσεις γίνεται αναγωγή στην *Ηλιοκεντρική Ιουλιανή Ημέρα* (Heliocentric Julian Day - HJD), μέσω της σχέσης:

$$T_{\odot} = T_{\oplus} - \Delta t \quad (2.2)$$

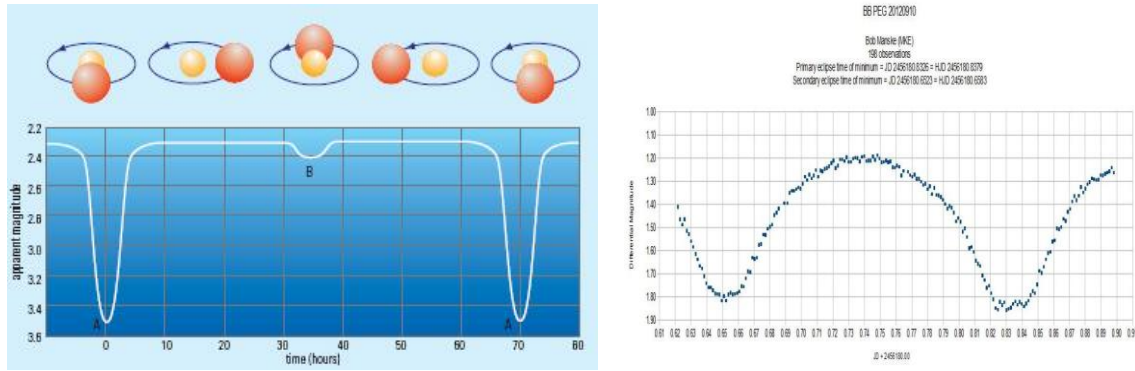
Όπου $T_{\odot}$ ο χρόνος που θα κατέγραφε ένας παρατηρητής στον Ήλιο, $T_{\oplus}$ ο χρόνος που καταγράφει παρατηρητής στη Γη για το ίδιο γεγονός και Δt η μεταξύ τους διαφορά. Το Δt υπολογίζεται μέσω του νοητού τριγώνου Αστέρα - Γης - Ηλίου (εικ. 2.20) με τη χρήση σφαιρικής τριγωνομετρίας.



Εικόνα 2.20. Το νοητό τρίγωνο αστέρα - Γης - Ήλιου

Σε κάθε μεταβλητό αστέρα που παρουσιάζει περιοδικές μεταβολές λαμπρότητας ορίζεται ένα επαναλαμβανόμενο γεγονός ενδιαφέροντος. Στα διπλά εκλειπτικά συστήματα το γεγονός αυτό είναι το πρωτεύον ελάχιστο. Η απόκρυψη δηλαδή του ενός αστερά του συστήματος από τον ψυχρότερο συνοδό του. Η χρονική στιγμή του συμβάντος αυτού υπολογίζεται από την *αστρονομική εφημερίδα*. Μαθηματικά η αστρονομική εφημερίδα της γενικής περίπτωσης περιοδικού μεταβλητού αστερά δίνεται από τη σχέση:

³ Το φαινόμενο μέγεθος της πηγής υπολογίζεται μέσω της σχέσης του Pogson : $m = C + 2.5 \log F$, όπου F η ροή ακτινοβολίας της πηγής και C μια σταθερά βαθμονόμησης.



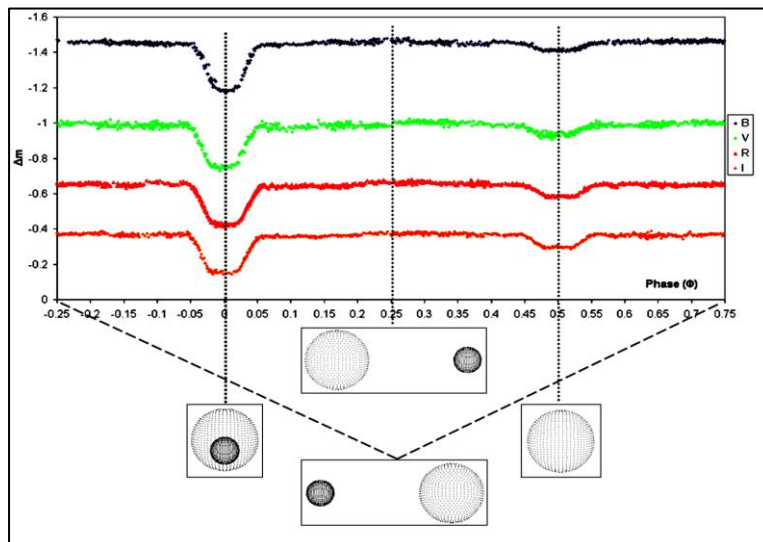
Εικόνα 2.21. Αριστερά: Τυπική φωτομετρική καμπύλη διπλού εκλειπτικού συστήματος. Δεξιά: Φωτομετρικές παρατηρήσεις μέσα από μία ερασιτεχνική κάμερα (bobmanske.com).

$$T = T_0 + PE \text{ [HJD]} \quad (2.3)$$

όπου T ένας χρόνος γεγονότος ενδιαφέροντος, P περίοδος ενός πλήρους κύκλου του φαινομένου και E ένας μη αρνητικό ακέραιος που δείχνει τον αριθμό των κύκλων που έχουν παρέλθει από το T_0 . Ειδικότερα για τα διπλά εκλειπτικά συστήματα έχουμε:

$$\text{MinI} = T_0 + PE \quad (2.4)$$

Όπου MinI ένας χρόνος πρωτεύοντος φωτομετρικού ελαχίστου και T_0 ένας προηγούμενος χρόνος πρωτεύοντος ελαχίστου που έχει οριστεί. Η γραμμική αυτή σχέση εξάγεται με τη χρήση της μεθόδου ελαχίστων τετραγώνων και των διαθέσιμων από παρατηρήσεις χρόνων ελαχίστου. Μία καλή προσαρμογή απαιτεί τη χρήση όσο το δυνατόν περισσότερων χρόνων ελαχίστου. Αν επιτευχθεί αυτή είναι δυνατό μέσω της σχέσης (2.4) να προβλεφθεί οποιοσδήποτε μελλοντικός χρόνος ελαχίστου υπό την προϋπόθεση βέβαια σταθερής τροχιακής περιόδου. Η χρονική εξάρτηση μπορεί να δημιουργήσει προβλήματα στην επεξεργασία του στόχου, εκτός των άλλων λόγω έλλειψης πειραματικών σημείων. Για τον λόγο αυτόν συνήθως εξαλείφεται με τη χρήση των διαγραμμάτων φάσης. Σκοπός του διαγράμματος φάσης είναι να μας δώσει τη γεωμετρική αναπαράσταση του συστήματος κατά τη διάρκεια ενός πλήρους τροχιακού κύκλου. Στην ουσία η φάση μας δίνει τη γωνία μεταξύ της οπτικής ακτίνας παρατήρησης και του ευθυγράμμου τμήματος που ενώνει τα κέντρα των αστερών του διπλού συστήματος. Η μαθηματική έκφραση



Εικόνα 2.22. Διάγραμμα φάσης του διπλού εκλειπτικού συστήματος αστερών GSC 4589 – 2999 και οι γεωμετρικές θέσεις των μελών κατά την εξέλιξη του τροχιακού κύκλου (Liakos 2012).

είναι:

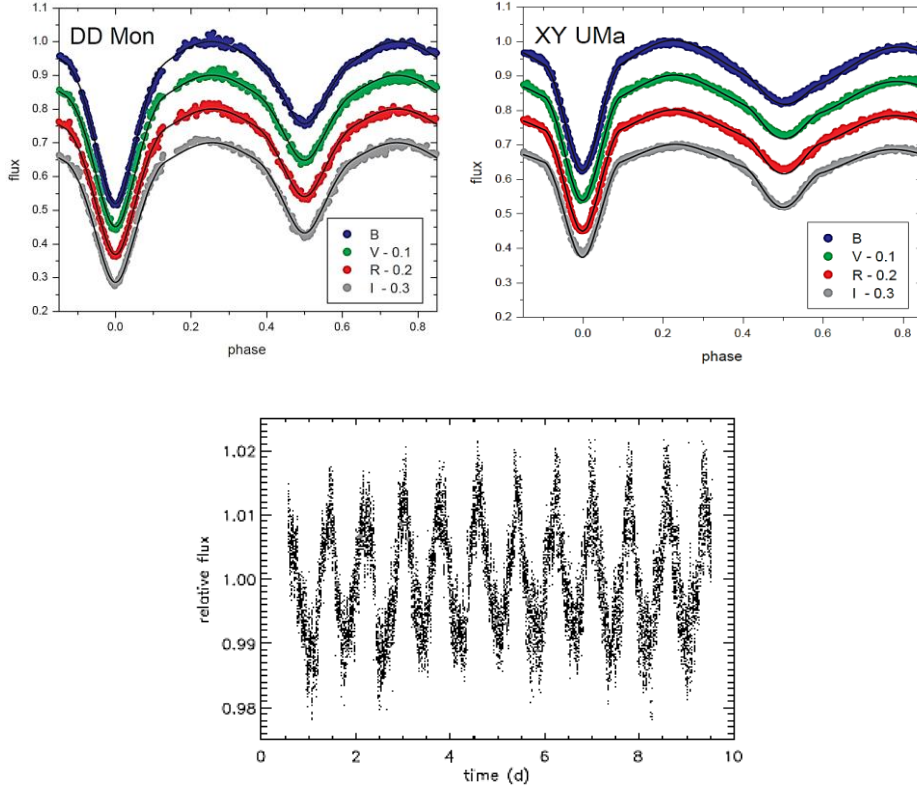
$$\Phi = \frac{T - T_0}{P} - \text{int}\left(\frac{T - T_0}{P}\right) \quad (2.5)$$

Ο χρόνος του πρωτεύοντος ελαχίστου ορίζεται ως μηδενική φάση και τα σημεία απεικονίζονται σε φάσεις από 0 έως 1 ή με τη χρήση αρνητικών φάσεων με την απαίτηση η τελική μείον την αρχική φάση να δίνουν πάντα μονάδα (εικ. 2.22). Εναλλακτικά, χάριν ευκολίας κάθε φάση ανάγεται σε κλάσμα ενός κύκλου 2π ή 360° . Με τον τρόπο αυτό συγκεντρώνονται όλοι οι διαθέσιμοι από τις παρατηρήσεις τροχιακοί κύκλοι σε ένα διάγραμμα.

Ένα ακόμα διάγραμμα από το οποίο μπορούμε να εξάγουμε πληροφορίες για τις μεταβολές λαμπρότητας του συστήματος είναι το διάγραμμα ροής ακτινοβολίας. Στο διάγραμμα αυτό απεικονίζεται η μεταβολή της συνολικής ροής ακτινοβολίας του συστήματος και όχι του φαινομένου μεγέθους. Η ροή ακτινοβολίας (flux) υπολογίζεται από τη σχέση του Pogson ως προς τη μέγιστη ροή του συστήματος και εκφράζεται μαθηματικά ως⁴:

$$F = 10^{0.4(m_{\max} - m)} \quad (2.6)$$

Όπου $m_{\max}$ το μέγιστο φαινόμενο μέγεθος του συστήματος και m το φαινόμενο μέγεθος κάποια χρονική στιγμή. Οι μεταβολές στην ροή ακτινοβολίας των στόχων παρατήρησης καταγράφονται τόσο συναρτήσει του χρόνου όσο συναρτήσει της φάσης αν πρόκειται για περιοδικό μεταβλητό αστέρα και αν διαιρεθούν με τη μέση ροή προκύπτει το διάγραμμα σχετικής ροής (εικ. 2.23). Σε αντίθεση με τις φωτομετρικές καμπύλες όπου η μείωση της λαμπρότητας του αστρονομικού αντικειμένου προκαλεί αύξηση του φαινομένου μεγέθους, στα διαγράμματα ροής ακτινοβολίας η μείωση της λαμπρότητας μεταφράζεται σε πτώση της συνολική ροής ακτινοβολίας.



Εικόνα 2.23. Επάνω: Καμπύλες ροής ακτινοβολίας σε διάγραμμα φάσης για τα διπλά εκλειπτικά συστήματα DD Mon (αριστερά) και XY UMa (δεξιά). Αριστερά: Διάγραμμα σχετικής ροής ακτινοβολίας-χρόνου του sdB αστέρα EQ Psc από τα δεδομένα της αποστολής K2 (Jeffery & Ramsey, 2014).

⁴ Το φαινόμενο μέγεθος καθορίζεται από τη μέθοδο της φωτομετρίας. Π.χ. για τη διαφορική φωτομετρία θα είχαμε εκθέτη ($\Delta m_{\max} - \Delta m$).

2.1.5 Δυναμική και υπολογισμός απόλυτων παραμέτρων

Το πρόβλημα των δύο σωμάτων αποτελεί ένα από τα σημαντικότερα στο πεδίο της νευτώνειας φυσικής και κατά καιρούς απασχόλησε μερικούς από τους κορυφαίους φυσικούς της μηχανιστικής και όχι μόνο περιόδου. Η Ουράνια Μηχανική εκμεταλλεύτηκε τα ευρήματά τους και ανέπτυξε μεθόδους εύρεσης τροχιών, μαζών, ακτινών και άλλων σημαντικών παραμέτρων των διπλών και πολλαπλών συστημάτων.

Το σύστημα αναφοράς από το οποίο εξετάζεται η κίνηση των μελών ενός διπλού συστήματος, και εν γένει η κίνηση ενός σώματος, διαδραματίζει καίριο ρόλο στη μελέτη. Έτσι, για κάθε σύστημα αναφοράς το οποίο επιλέγεται υπάρχει η ανάλογη ορολογία για τις τροχιές του συστήματος. Έτσι, έχουμε τις **πραγματικές τροχιές** που αναφέρονται στις τροχιές των μελών στον πραγματικό τρισδιάστατο χώρο, τις **φαινόμενες τροχιές**, δηλαδή τις προβολές των τροχιών σε επίπεδο κάθετο στην οπτική ακτίνα παρατήρησης, τις **απόλυτες ή βαρυκεντρικές τροχιές**, οι οποίες περιγράφουν την κίνηση γύρω από το κοινό κέντρο μάζας του συστήματος και τις **σχετικές τροχιές** που περιγράφουν την κίνηση του ενός μέλους με το δεύτερο να βρίσκεται στο κέντρο του συστήματος αναφοράς.

Το πρόβλημα της εξέλιξης ενός συστήματος δύο σωμάτων αποτελεί ειδική περίπτωση της κίνησης ενός σώματος σε κεντρικό πεδίο δυνάμεων. Οι δυνάμεις βαρύτητας που ασκούνται από σώμα μάζας M στην αρχή των αξόνων σε σώμα μάζας m σε απόσταση r από την αρχή, περιγράφονται από ελκτική κεντρική δύναμη $\vec{F}(\vec{r}) = f(r)\hat{r}$ μέτρου $f(r) = -\frac{GMm}{r^2}$, όπου το $\hat{r}$ βρίσκεται

στην ευθεία που ενώνει τα δύο σώματα. Μέσα σε ένα τέτοιο βαρυτικό κεντρικό πεδίο δυνάμεων η στροφορμή είναι $\vec{L} = m\vec{r} \times \dot{\vec{r}}$ ενώ για τη συνολική ροπή του συστήματος ισχύει $\vec{N} = \frac{d\vec{L}}{dt} = \vec{r} \times \vec{F} = \vec{r} \times f(r)\hat{r} = 0 \Rightarrow \vec{L} = \text{const.}$, το οποίο βρίσκεται σε συμφωνία με τον 2ο νόμο του

Κέπλερ. Η ανάλυση της τροχιάς οδηγεί στην πολική εξίσωση $r(\theta) = \frac{p}{1 + e \cos \theta}$, όπου

$p = L^2 / GMm^2$ και e η εκκεντρότητα της τροχιάς που σχετίζεται με την ενέργεια⁵. Όταν $e < 1$ και $E < 0$ έχουμε ελλειπτική τροχιά. Τελικά έχουμε τη μαθηματική μορφή του 1ου νόμου του Κέπλερ για την ελλειπτική τροχιά:

$$r(\theta) = \frac{L^2 / GMm^2}{1 + e \cos \theta} \quad (2.7)$$

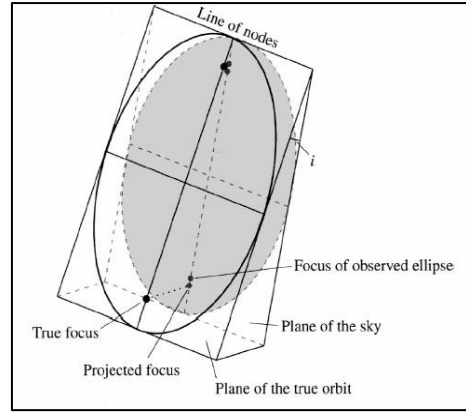
Η κίνηση στο κεντρικό ελκτικό βαρυτικό πεδίο συμπληρώνεται με τον 3ο νόμο του Κέπλερ που μπορεί να γραφτεί στη γενική μορφή:

$$C = \frac{4\pi^2 a^3}{P^2} \quad (2.8)$$

Όπου C μία σταθερά που σχετίζεται με τις μάζες των μελών του συστήματος και P η τροχιακή περίοδος του συστήματος. Στο βαρυτικό πεδίο μάζας $M \gg m$ θα είναι $C = GM \Rightarrow GM = 4\pi^2 a^3 / P^2$ και αν επιπλέον $M = 1 M_{\odot}$, το a είναι εκπεφρασμένο σε AU και P σε days τότε η (2.8) περιγράφει τον 3ο νόμο του Κέπλερ για το ηλιακό μας σύστημα.

⁵ $e = \sqrt{1 + 2L^2 E / G^2 M^2 m^3}$

Η καθολικότητα των νόμων του Κέπλερ μας επιτρέπει να εφαρμόσουμε τα παραπάνω σε ένα οποιοδήποτε σύστημα δύο σωμάτων. Έστω σώματα με μάζες m_1 , m_2 ($m_1 \geq m_2$) που συνδέονται μέσω κεντρικών βαρυτικών δυνάμεων. Ο προσδιορισμός της πραγματικής τροχιάς του συστήματος απαιτεί τη γνώση συγκεκριμένων παραμέτρων που σχετίζονται με τη θέση των μελών στον τρισδιάστατο χώρο. Πέρα από την εκκεντρότητα του συστήματος (e), το μήκος του μεγάλου ημιάξονα της τροχιάς (a) και την τροχιακή περίοδο του συστήματος που δεχόμαστε προφανώς $P=P_1=P_2$, πρέπει να γνωρίζουμε τρεις γωνίες που σχετίζονται με τον προσανατολισμό του επιπέδου της σχετικής τροχιάς του συστήματος στον τρισδιάστατο χώρο. Αυτές είναι: η κλίση του επιπέδου της τροχιάς (i , εικ. 2.24), η γωνία του αναβιβάζοντος συνδέσμου (Ω) και το όρισμα του περιάστρου (ω). Αυτές είναι οι έξι τροχιακές παράμετροι ($a, e, P, i, \Omega, \omega$) που φαίνονται στην εικόνα 2.26 και που απαιτούνται για τον πλήρη καθορισμό της τροχιάς στον τρισδιάστατο χώρο. Σύμφωνα με όσα αναφέραμε παραπάνω:

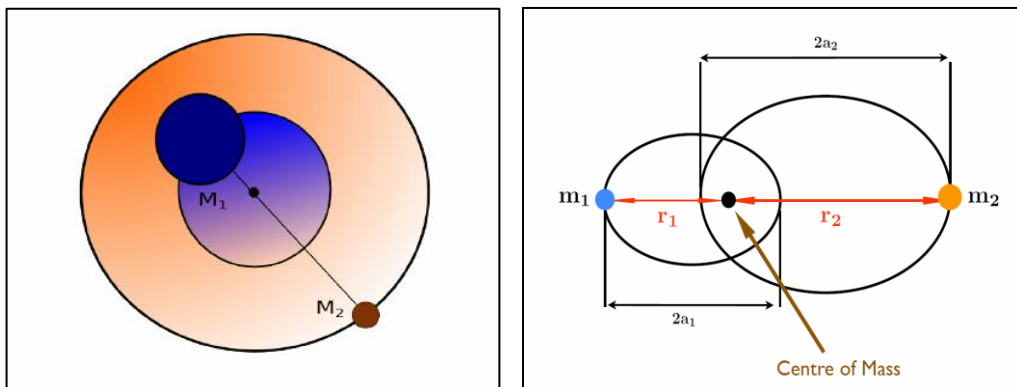


Εικόνα 2.24. Η κλίση του τροχιακού επιπέδου i σε σχέση με το επίπεδο του ουρανού (Carroll & Ostlie, 2007)

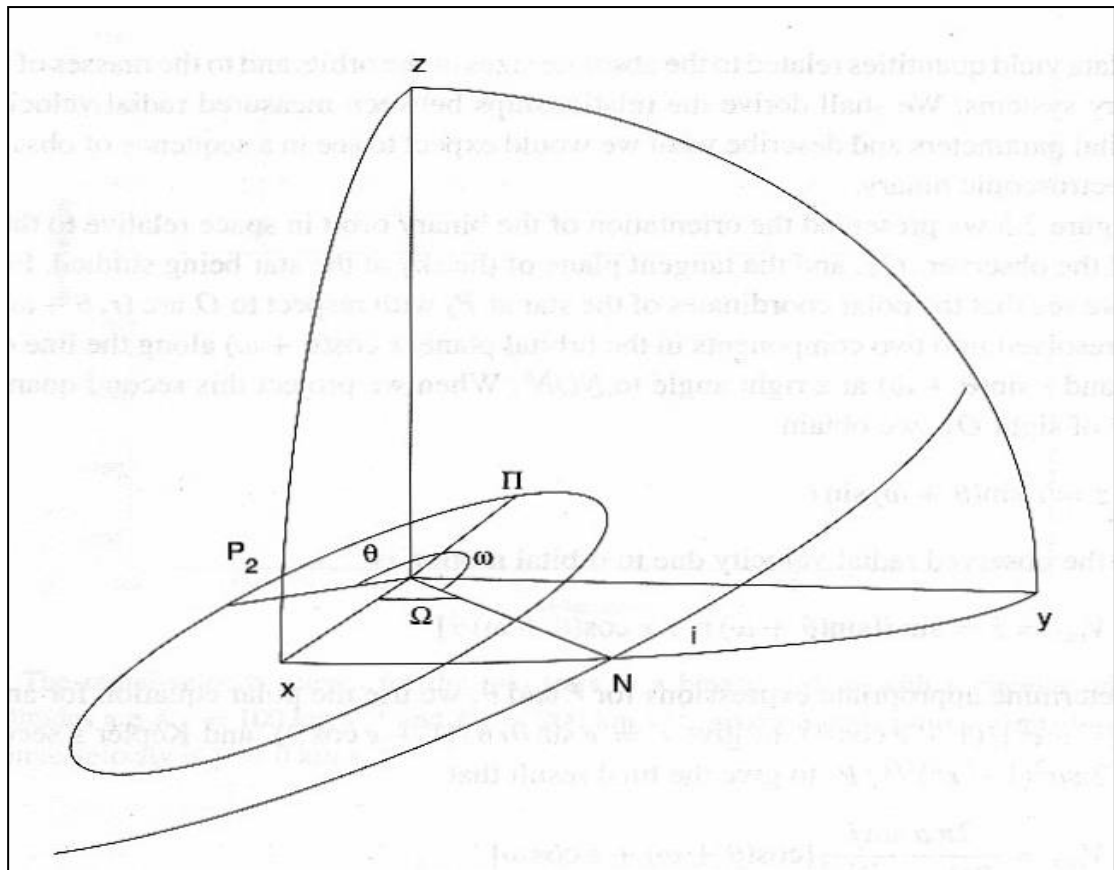
- Τα σώματα εκτελούν συνεπίπεδες ελλειπτικές τροχιές γύρω από το κοινό κέντρο μάζας, το οποίο καταλαμβάνει μία από τις δύο εστίες για τυχαίο σύστημα αναφοράς (βαρυκεντρική τροχιά, εικ. 2.25). Στο σύστημα αναφοράς στο οποίο το σώμα μάζας m_1 είναι ακίνητο στην αρχή των αξόνων το σώμα μάζας m_2 εκτελεί ελλειπτική τροχιά με το πρώτο να καταλαμβάνει τη μία εστία (σχετική τροχιά). Σε συμφωνία με την εικόνα 2.26, αν το σώμα 2 βρίσκεται στη θέση P_2 τότε η εξίσωση τροχιάς του θα είναι:

$$r(\theta) = \frac{a(1-e^2)}{1+e \cos \theta} \quad (2.9)$$

Όπου θ η αληθής ανωμαλία του σώματος 2 σε χρόνο t , που μετράται από το περιάστρο έως τη θέση του σώματος. Ο τύπος αυτός υποδεικνύει την ελλειπτική τροχιά για $e < 1$. Στην περίπτωση που έχουμε $e=0$ τότε $r(\theta)=a$ και κάθε στιγμή τα δύο σώματα απέχουν απόσταση a .



Εικόνα 2.25. Αριστερά: Κυκλική κίνηση γύρω από το κέντρο μάζας με σταθερή απόσταση μεταξύ των μελών. Δεξιά: Έκκεντρη κίνηση μελών διπλού συστήματος γύρω από το κοινό κέντρο μάζας (Παπαγεωργίου, 2015).



Εικόνα 2.26. Το επίπεδο του ουρανού ορίζεται από το επίπεδο $xNyO$ (το O δεν φαίνεται στο σχήμα λόγω εξοικονόμησης χώρου) και η οπτική ακτίνα παρατήρησης συμπίπτει με τον άξονα z , ενώ ο παρατηρητής θεωρείται ότι βρίσκεται κάτω από την εικόνα. Ο άξονας Ox προσανατολίζεται συνήθως στον βόρειο πόλο της ουράνιας σφαίρας. Το σώμα μάζας m_1 βρίσκεται στην αρχή των αξόνων και καταλαμβάνει την μία εκ των δύο εστιών της έλλειψης. Το σώμα μάζας m_2 βρίσκεται στη θέση P_2 με αληθή ανωμαλία θ σε για κάποιο χρόνο t . Διακρίνεται η κλίση του τροχιακού επιπέδου (i). Το σημείο N είναι το σημείο του **αναβιβάζοντος συνδέσμου** και είναι το σημείο στο οποίο το σώμα 2 απομακρύνεται από τον παρατηρητή με τη μέγιστη ταχύτητα. Η γωνία ω μετράται από το περίαστρο μέχρι τον άξονα των συνδέσμων NON' (το N' αντιδιαμετρικό του N δεν φαίνεται στο σχήμα για την αποφυγή σύγχυσης μεταξύ των συμβόλων), λέγεται **όρισμα του περιάστρου** και καθορίζει τον προσανατολισμό της έλλειψης στο τροχιακό επίπεδο (Hilditch, 2001).

- Οι τροχιές αυτές συνδέονται μέσα από τον 3^ο νόμο του Κέπλερ. Αν υποθέσουμε ότι $P=P_1=P_2$ και $e=e_1=e_2$ για τον μεγάλο ημιάξονα της σχετικής τροχιάς του ενός ως προς το άλλο ισχύει:

$$\alpha = \alpha_1 + \alpha_2 \quad (2.10)$$

όπου α_1 ο μεγάλος ημιάξονας της τροχιάς του σώματος 1 και ο α_2 ο μεγάλος ημιάξονας της τροχιάς του σώματος 2, τότε θα έχουμε στην εξίσωση (2.8) $\rightarrow C = G(m_1 + m_2)$ και επομένως για τη σχετική τροχιά παίρνουμε:

$$G(m_1 + m_2) = \frac{4\pi^2 \alpha^3}{P^2} \quad (2.11)$$

Αν επιπλέον οι μάζες m_1, m_2 μετρούνται σε ηλιακές μονάδες ($M_\odot$), η τροχιακή περίοδος σε έτη (yrs) και ο μεγάλος ημιάξονας α σε αστρονομικές μονάδες (AU) τότε η παραπάνω εξίσωση γίνεται:

$$(m_1 + m_2) = \frac{\alpha^3}{P^2} \quad (2.12)$$

Για τη βαρυκεντρική τροχιά μεγάλου ημιάξονα α_1 του σώματος μάζας m_1 :

$$C = Gm_2^3 / (m_1 + m_2)^2 \xrightarrow{(2.8)} \frac{4\pi^2 \alpha^3}{P^2} = \frac{Gm_2^3}{(m_1 + m_2)^2} \quad (2.13)$$

Για τη βαρυκεντρική τροχιά μεγάλου ημιάξονα α_2 του σώματος μάζας m_2 :

$$C = Gm_1^3 / (m_1 + m_2)^2 \xrightarrow{(2.8)} \frac{4\pi^2 \alpha^3}{P^2} = \frac{Gm_1^3}{(m_1 + m_2)^2} \quad (2.14)$$

Από τον ορισμό του κέντρου μάζας του συστήματος έχουμε $\vec{R} = \frac{m_1 \vec{r}_1 + m_2 \vec{r}_2}{m_1 + m_2}$ το διάνυσμα του κέντρου μάζας για το τυχαίο σύστημα αναφοράς. Για το σύστημα αναφοράς του κέντρου μάζας θα είναι $\vec{R} = 0 \Rightarrow m_1 \vec{r}_1 + m_2 \vec{r}_2 = 0 \Rightarrow m_1 a_1 \hat{r} = -m_2 a_2 (-\hat{r})$ και τελικά:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2}{a_1} \quad (2.15)$$

Οι σχέσεις αυτές μεταξύ βαρυκεντρικών και σχετικών τροχιών είναι σημαντικές γιατί συνδέουν παραμέτρους που προκύπτουν από διαφορετικές τεχνικές παρατήρησης. Η χρήση των ακτινικών ταχυτήτων των μελών σε συνδυασμό με τους παραπάνω τύπους μπορεί να δώσει πολλά ενδιαφέροντα συμπεράσματα και πληροφορίες όπως θα δούμε παρακάτω. Η θέση του σώματος 2 στην τυχαία θέση P_2 , πάντα σε συμφωνία με την εικόνα 2.26, μπορεί να περιγραφεί στο τροχιακό επίπεδο με τις πολικές συντεταγμένες $(r, \theta + \omega)$ και να αναλυθεί στη γραμμή των αψίδων (ευθύγραμμο τμήμα που ενώνει το περίαστρο με το άπαστρο) ως $r \cos(\theta + \omega)$ και στη γραμμή των συνδέσμων (ευθύγραμμο τμήμα που ενώνει το σημείο αναβιβάζοντος συνδέσμου με το σημείο καταβιβάζοντος συνδέσμου) ως $r \sin(\theta + \omega)$. Ο δεύτερος όρος μπορεί να αναλυθεί στον άξονα που συμπίπτει με την οπτική ακτίνα παρατήρησης (στο σχήμα Oz) ως:

$$z = r \sin(\theta + \omega) \sin i \quad (2.16)$$

αν παραγωγίσουμε τη σχέση αυτή ως προς τον χρόνο θα πάρουμε

$$V_r = \dot{z} = \sin i \left[\dot{r} \sin(\theta + \omega) + r \cos(\theta + \omega) \dot{\theta} \right] \quad (2.17)$$

Εκφράσεις για τα $\dot{r}$, $\dot{\theta}$, θα προκύψουν από την παραγωγή ως προς τον χρόνο της πολικής εξίσωσης και τη χρήση του 2ου νόμου του Κέπλερ $r^2 \dot{\theta} = L = 2\pi a^2 (1 - e^2)^{1/2} / P$, όπου η παράμετρος L εκφράζει την τροχιακή στροφορμή ανά μονάδα μάζας και είναι μια σταθερή ποσότητα. Συνδυάζοντας τις εκφράσεις αυτές τελικά παίρνουμε:

$$V_r = \frac{2\pi a \sin i}{P(1 - e^2)} [e \cos(\omega) + \cos(\theta + \omega)], \quad (2.18)$$

η οποία απαντάται συχνά στην πιο γενική μορφή:

$$V_r = K [e \cos(\omega) + \cos(\theta + \omega)] + V_0, \quad (2.19)$$

όπου η V_0 η σταθερή ακτινική ταχύτητα του κέντρου μάζας ή συστημική ταχύτητα και

$$K = \frac{2\pi a \sin i}{P(1-e^2)} \quad (2.20)$$

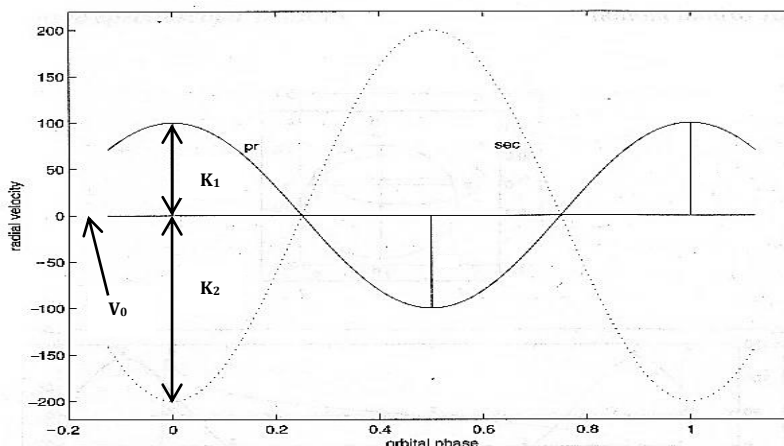
το ημιπλάτος καμπύλης ακτινικών ταχυτήτων. Για ένα φασματοσκοπικώς διπλό σύστημα διπλών γραμμών, από το οποίο όπως αναφέρθηκε μπορούν να εξαχθούν οι καμπύλες ακτινικών ταχυτήτων και των δύο μελών, μπορούμε να πάρουμε τις ακτινικές προβολές των ημιαξόνων α_1 , α_2 ως:

$$\alpha_{1,2} \sin i = \frac{(1-e^2)^{1/2}}{2\pi} K_{1,2} P \quad (2.21)$$

Αν στην εξίσωση αυτή θέσουμε $e=0$ τότε προκύπτει $K_{1,2} = \frac{2\pi\alpha_{1,2}}{P} \sin i$ που είναι οι προβολές των μέγιστων ακτινικών ταχυτήτων των μελών για κυκλική τροχιά. Αν διαιρέσουμε τις εκφράσεις για τα ημιπλάτη K_1 , K_2 κατά μέλη και λαμβάνοντας υπ' όψιν τη σχέση (2.15), καταλήγουμε στη:

$$\frac{K_1}{K_2} = \frac{\alpha_1}{\alpha_2} = \frac{m_2}{m_1} = q \quad (2.22)$$

η οποία μας δίνει το **λόγο μαζών** του συστήματος. Όπως θα δούμε παρακάτω, με τα κατάλληλα φωτομετρικά δεδομένα και τη χρήση των σχέσεων αυτών μπορούμε να υπολογίσουμε το άθροισμα των μαζών των αστερών, ενώ μέσα από φασματοσκοπικές παρατηρήσεις και με τη βοήθεια του φαινομένου Doppler, προκύπτουν οι καμπύλες ακτινικών ταχυτήτων (εικ. 2.27) άρα και ο λόγος μαζών των αστερών. Ο συνδυασμός των ανεξάρτητων τρόπων παρατήρησης μπορεί να μας δώσει όλες τις παραμέτρους του συστήματος. Ας δούμε όμως πώς μέσα από τις σχέσεις που ορίσαμε μπορούμε να εξαγάγουμε τις απόλυτες παραμέτρους των αστερών.



Εικόνα 2.27. Καμπύλη ακτινικών ταχυτήτων διπλού συστήματος κυκλικής τροχιάς με $K_1=100$ km/s, $K_2=200$ km/s, λόγο μαζών $q=m_2/m_1=0.5$ και συστημική ταχύτητα $V_0=0$ km/s (Hilditch, 2001).

Το άθροισμα των μαζών του συστήματος της κυκλικής κίνησης γύρω από το κέντρο μάζας μπορεί να υπολογιστεί με τη χρήση της καμπύλης ακτινικών ταχυτήτων και των παραπάνω σχέσεων έπειτα από την εξής αλληλουχία σχέσεων:

$$m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2 a^3}{P^2 G} \xrightarrow{a=a_1+a_2} m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2 (a_1 + a_2)^3}{P^2 G} \xrightarrow{a_{1,2}=K_{1,2}P/2\pi \sin i}$$

$$m_1 + m_2 = \frac{P}{2G \sin^3 i} (K_1 + K_2)^3 \quad (2.23)$$

Ο συγκεκριμένος τύπος μας δίνει το *ελάχιστο* άθροισμα των μαζών του συστήματος για $i=90^\circ$. Το φαινόμενο Doppler μας εξασφαλίζει τον υπολογισμό των K_1, K_2 υπό την προϋπόθεση ύπαρξης φασματοσκοπικών δεδομένων, η κλίση i μπορεί να υπολογιστεί μέσα από τη φωτομετρική καμπύλη, εφόσον υπάρχουν διαθέσιμα φωτομετρικά δεδομένα (ή απευθείας αν πρόκειται για **ορατός διπλό**), ενώ το ίδιο ισχύει και για την τροχιακή περίοδο P του συστήματος. Έτσι λοιπόν, οι **απόλυτες παράμετροι** του συστήματος υπολογίζονται ως εξής, στην περίπτωση ύπαρξης: (i) φωτομετρικών και φασματοσκοπικών δεδομένων, (ii) μόνο φωτομετρικών δεδομένων και (iii) μόνο φασματοσκοπικών δεδομένων.

➤ ΦΩΤΟΜΕΤΡΙΚΑ ΚΑΙ ΦΑΣΜΑΤΟΣΚΟΠΙΚΑ ΔΕΔΟΜΕΝΑ

Για να εξάγουμε τις μάζες των μελών του συστήματος τυχαίας εκκεντρότητας e εργαζόμαστε ως εξής:

$$m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2 \alpha^3}{P^2 G} \frac{\frac{\alpha_1 = m_2}{\alpha_2 = m_1}}{\alpha_2} \rightarrow m_1 + m_1 \frac{\alpha_1}{\alpha_2} = \frac{4\pi^2 \alpha^3}{P^2 G} \frac{\alpha \sin i = \alpha_1 \sin i + \alpha_2 \sin i}{\alpha_2} \rightarrow m_1 \sin^3 i = \frac{4\pi^2}{P^2 G} \frac{\alpha^3 \sin^3 i}{(1 + \alpha_1 \sin i / \alpha_2 \sin i)}$$

Τελικά λόγω των εκφράσεων της (2.21) παίρνουμε το κάτω όριο για κάθε μάζα:

$$m_{1,2} \sin^3 i = \frac{1}{2\pi G} (1 - e^2)^{3/2} (K_1 + K_2)^2 K_{2,1} P \quad (2.24)$$

Αν πάρουμε την έκφραση αυτή σε ηλιακές μάζες ($M_\odot$) τότε έχουμε:

$$m_{1,2} = (1.0361 \times 10^{-7}) (1 - e^2)^{3/2} (K_1 + K_2)^2 K_{2,1} P (\sin i)^{-3} \quad [M_\odot] \quad (2.25)$$

Γνωρίζουμε ότι $K_1 = qK_2$. Αντικαθιστώντας στην προηγούμενη εξίσωση λαμβάνουμε:

$$m_{1,2} = (1.0361 \times 10^{-7}) (1 - e^2)^{3/2} K_{2,1}^3 (1 + q)^2 P (\sin i)^{-3} \quad [M_\odot] \quad (2.26)$$

Αντίστοιχα η έκφραση για τους μεγάλους **ημιάξονες** των τροχιών σε ηλιακές ακτίνες ($R_\odot$):

$$\alpha_{1,2} = (1.9758 \times 10^{-2}) (1 - e^2)^{1/2} K_{1,2} P (\sin i)^{-1} \quad [R_\odot] \quad (2.27)$$

Στην περίπτωση που μελετάμε *φασματοσκοπικώς διπλό σύστημα μονής γραμμής (single-lined)* μπορούμε να εξάγουμε μόνο τη μία ακτινική ταχύτητα K_1 και επομένως μόνο τον α_1 και μια σχέση, η οποία ονομάζεται *συνάρτηση μάζας* και προσδιορίζεται από τον παρακάτω τύπο:

$$f(m) = \frac{m_2^3 \sin^3 i}{(m_1 + m_2)^2} = \frac{m_2 \sin^3 i}{(1 + \underbrace{m_1/m_2}_{1/q})^2} = (1.0361 \times 10^{-7}) (1 - e^2)^{3/2} K_1^3 P \quad [M_\odot] \quad (2.28)$$

Για να υπολογίσουμε τις **φωτεινότητες** θα πρέπει να εισάγουμε την θερμοκρασία του πρωτεύοντος αστέρα (T_1) και από την επίλυση της καμπύλης φωτός να εξάγουμε τη θερμοκρασία του δευτερεύοντος (T_2). Εισάγοντας τις θερμοκρασίες στον παρακάτω τύπο βρίσκουμε τις φωτεινότητες:

$$L_{1,2} = 4\pi R_{1,2} \sigma T_{1,2}^2 \quad \text{ή} \quad L_{1,2} = R_{1,2}^2 \left(\frac{T_{1,2}}{T_{\odot}} \right)^4 \quad [L_{\odot}] \quad (2.29)$$

Όπου $R_{1,2}$ η ακτίνα που εκφράζει σφαίρα όγκου ίσου με τον όγκο του παραμορφωμένου αστέρα και δίνεται από τη σχέση:

$$R_{1,2} = ar_{1,2} \quad (2.30)$$

Όπου $r_{1,2} = (r_{1,2,pole} r_{1,2,side} r_{1,2,back})^{1/3}$ οι σχετικές ακτίνες των αστερών που προσδιορίζονται από την επίλυση της φωτομετρικής καμπύλης. Λόγω της μεγάλης κλίμακας των τιμών των αστρικών φωτεινотήτων χρησιμοποιούνται συχνά τα **βολομετρικά μεγέθη** που προκύπτουν απο λογαριθμική μετατροπή της (2.29):

$$M_{bol,1,2} = (\underbrace{M_{bol,\odot} + 10 \log T_{\odot}}_{C=42.396}) - 5 \log R_{1,2} - 10 \log T_{1,2} \quad [\text{mag}] \quad (2.31)$$

Οι **επιφανειακές επιταχύνσεις της βαρύτητας** θα είναι:

$$g_{1,2} = Gm_{1,2}/R_{1,2}^2 \quad \text{ή} \quad g_{1,2} = g_{\odot} \left(\frac{m_{1,2}/M_{\odot}}{R_{1,2}^2/R_{\odot}^2} \right) \quad (2.32)$$

Από όπου προκύπτει η περιγραφή τους σε λογαριθμική κλίμακα στο σύστημα cgs:

$$\log g_{1,2} = \underbrace{\log g_{\odot}}_{4.438} + \log m_{1,2} - 2 \log R_{1,2} \quad [\text{cm/s}^2] \quad (2.33)$$

Στους παραπάνω υπολογισμούς χρησιμοποιήθηκαν τα ηλιακά δεδομένα: $M_{bol,\odot} = +4.75 \text{ mag}$, $T_{\odot} = 5780 \text{ K}$ και $g_{\odot} = 2.74 \cdot 10^4 \text{ cm/s}^2$.

➤ ΜΟΝΟ ΦΩΤΟΜΕΤΡΙΚΑ ΔΕΔΟΜΕΝΑ

Στη συγκεκριμένη περίπτωση προκύπτει μέσω της επίλυσης καμπύλης φωτός ο λόγος μαζών q και εφόσον γνωρίζουμε ή υποθέτουμε τη μάζα του ενός εκ των δύο μελών (π.χ. την m_1) τότε λόγω της (2.26):

$$K_2 = \frac{218 \sin i}{(1-e^2)^{1/2}} \sqrt[3]{\frac{m_1}{P(1+q)^2}} \quad (2.34)$$

Οπότε,

$$K_1 = q \frac{218 \sin i}{(1-e^2)^{1/2}} \sqrt[3]{\frac{m_1}{P(1+q)^2}} \quad (2.35)$$

Αν εισάγει κανείς τις εκφράσεις αυτές στη (2.27) τότε με τα ίδια δεδομένα υπολογίζει τους μεγάλους ημιάξονες των τροχιών:

$$\alpha_2 = 4.3072 \sqrt[3]{\frac{P^2 m_1}{(1+q)^2}} \quad (2.36)$$

και λόγω $\alpha_1 = q\alpha_2$ προκύπτει:

$$\alpha_1 = 4.3072 \cdot q \sqrt[3]{\frac{P^2 m_1}{(1+q)^2}} \quad (2.37)$$

➤ ΜΟΝΟ ΦΑΣΜΑΤΟΣΚΟΠΙΚΑ ΔΕΔΟΜΕΝΑ

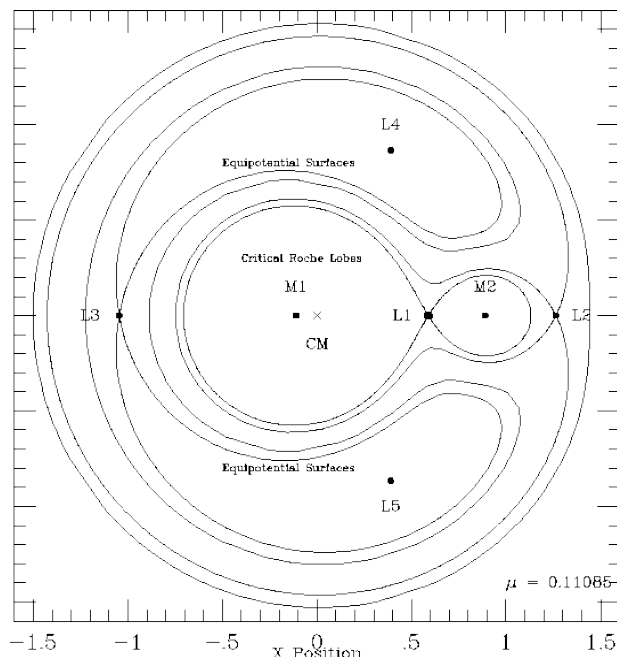
Στην περίπτωση αυτή αν υποθέσουμε ότι έχουμε τις καμπύλες ακτινικών ταχυτήτων και των δύο μελών μπορούμε να εξάγουμε το φασματοσκοπικό λόγο μαζών (q_{sp}), την περίοδο, την εκκεντρότητα e και το όρισμα του περιάστρου ω . Μπορούμε έτσι να προσδιορίσουμε τη συνάρτηση μάζας μέσω της σχέσης (2.28), τις προβολές των μεγάλων ημιαξόνων των τροχιών $a_1 \sin i$, $a_2 \sin i$ μέσω της σχέσης (2.27) και τις ποσότητες $m_{1,2} \sin^3 i$ από την (2.26). Όπως διαπιστώνουμε η γνώση της κλίσης του τροχιακού επιπέδου είναι απαραίτητη για τον πλήρη προσδιορισμό των παραμέτρων του συστήματος.

2.1.6 Μοντέλο του Roche

Αν όλα τα αστρικά συστήματα σχηματίζονταν σαν *αποχωρισμένα* και παρέμεναν έτσι καθ' όλη τη διάρκεια της εξέλιξής τους, θα μπορούσαμε να δεχτούμε την προσέγγιση του σφαιρικού σχήματος. Παρ' όλα αυτά, όπως είδαμε, συνεχώς παρατηρούνται διπλά συστήματα των οποίων τα μέλη βρίσκονται πολύ κοντά και οι μορφές των φωτομετρικών καμπυλών τους προδίδουν τη μη σφαιρικότητα του σχήματός τους λόγω *παλιρροιογόνων δυνάμεων*. Αυτά είναι τα συστήματα τα οποία κατηγοριοποιήσαμε πρωτύτερα ως *συστήματα σε επαφή* (*contact binaries*, παρ. 2.1.3) και *ημι-αποχωρισμένα συστήματα* (*semi-detached*, παρ. 2.1.3). Τα μέλη των συστημάτων σε επαφή παρουσιάζουν εξαιρετικά υψηλές παλιρροϊκές παραμορφώσεις, έντονα ελλειψοειδή σχήματα και *σύγχρονη περιστροφή*. Αυτό πρακτικά σημαίνει πως κάθε στιγμή κάθε μέλος θα έχει στραμμένη την ίδια πλευρά προς τον συνοδό του.

Η ανάγκη περιγραφής ενός τέτοιου συστήματος έφερε το **μοντέλο του Roche** το οποίο εισήχθη από τον μαθηματικό και αστρονόμο *Edward Roche* και περιγράφει την κυκλική κίνηση δύο σημειακών μαζών γύρω από ένα κοινό κέντρο μάζας κάτω από ένα βαρυτικό δυναμικό που προκαλείται από την **ανηγμένη βαρύτητα**, τον συνδυασμό δηλαδή της πραγματικής βαρύτητας και της πρόσθετης δύναμης που οφείλεται στην περιστροφή του συστήματος. Το γενικό δυναμικό που περιγράφει το σύστημα ορίζει *ισοδυναμικές επιφάνειες* γύρω από κάθε σημειακή μάζα που ταυτίζονται με συνθήκες *μηδενικής ταχύτητας*. Αν λάβουμε υπ' όψιν μας ότι οι επιφάνειες των αστερών είναι επιφάνειες μηδενικής ταχύτητας τότε, σύμφωνα με τα παραπάνω, το μαθηματικό προφίλ της ισοδυναμικής αυτής επιφάνειας θα περιγράφει τα γεωμετρικά χαρακτηριστικά των μελών.

Το μοντέλο περιγράφεται ως εξής: Θεωρούμε δύο σημειακές μάζες που εκτελούν κυκλική κίνηση γύρω από ένα κοινό κέντρο μάζας. Το συνολικό δυναμικό οφείλεται στις αμοιβαίες βαρυτικές δυνάμεις καθώς και στις φυγοκεντρικές δυνάμεις λόγω περιστροφής και σε ένα τυχαίο σημείο $P(x,y,z)$ είναι:



Εικόνα 2.28. Ισοδυναμικές επιφάνειες σε διπλό σύστημα (*KU Cygni*) (mintaka.sdsu.edu/faculty).

$$\Phi = -\frac{Gm_1}{r_1} - \frac{Gm_2}{r_2} - \frac{\omega^2}{2} \left[\left(x - \frac{m_2}{m_1 + m_2} \right)^2 - y^2 \right] \quad (2.38)$$

Όπου $r_1 = (x^2 + y^2 + z^2)^{1/2}$ και $r_2 = [(x-1)^2 + y^2 + z^2]^{1/2}$, ενώ θεωρήσαμε το μη αδρανειακό σύστημα αναφοράς που περιστρέφεται κυκλικά μαζί με το αστρικό σύστημα, ως αρχή των αξόνων το κέντρο μάζας του αστέρα μεγαλύτερης μάζας m_1 και τον δεύτερο αστέρα στη θέση $(1,0,0)$, όπου προφανώς $\alpha \equiv 1$ ο μεγάλος ημιάξονας της τροχιάς. Στο σύστημα αναφοράς που περιστρέφεται γύρω από τον άξονα z με σταθερή γωνιακή ταχύτητα ω τα δύο σώματα είναι ακίνητα στις θέσεις $(0,0,0)$ και $(1,0,0)$ και γύρω τους εκτείνονται οι ισοδυναμικές επιφάνειες⁶ (εικ. 2.29). Αν δεχτούμε τα παραπάνω τότε μπορούμε να γράψουμε για τη γωνιακή ταχύτητα ω της κυκλικής κίνησης:

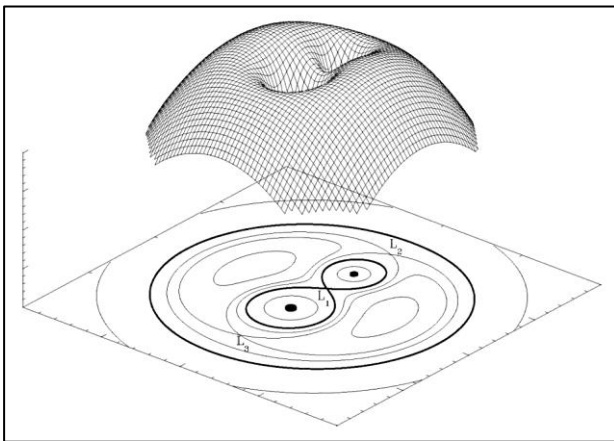
$$\omega^2 = \left(\frac{2\pi}{P} \right)^2 = \frac{G(m_1 + m_2)}{a^3} = G(m_1 + m_2) \quad (2.39)$$

Αν ορίσουμε την ποσότητα $\Phi_n = -2\Phi/G(m_1 + m_2) = -2\Phi/\omega^2$ και χρησιμοποιήσουμε τον λόγο μαζών ($q = m_2/m_1$, $0 \leq q \leq 1$) καταλήγουμε στο κανονικοποιημένο δυναμικό:

$$\Phi_n(x, y, z) = \frac{2}{(1+q)r_1} + \frac{2q}{(1+q)r_2} + \left(x - \frac{q}{1+q} \right)^2 + y^2 \quad (2.40)$$

το οποίο μπορεί να υπολογιστεί σε κάθε σημείο (x, y, z) για μία δοκιμαστική μάζα m . Από εδώ μπορούν να εξαχθούν οι ισοδυναμικές επιφάνειες σαν συνάρτηση του μεγάλου ημιάξονα ($\alpha \equiv 1$ εδώ) και του λόγου μαζών q . Η μορφή τους γύρω από τα κέντρα των μαζών θα είναι σφαιρική, καθώς εκεί οι δυνάμεις ανηγμένης βαρύτητας είναι αμελητέες. Παρ' όλα αυτά, καθώς απομακρυνόμαστε από τα κέντρα τους γίνεται αισθητή η ανηγμένη βαρύτητα και κατά μήκος της γραμμής που τα ενώνει θα έχουμε έντονες παραμορφώσεις μέχρις ότου οι ανεξάρτητες αυτές

επιφάνειες παρουσιάσουν ένα σημείο τομής πάνω σε αυτήν την ευθεία, που υποδηλώνει μηδενισμό της ανηγμένης βαρύτητας. Το σημείο αυτό είναι το **εσωτερικό σημείο Lagrange L_1** . Οι επιφάνειες αυτές που περικλείουν τα κέντρα μαζών και τέμνονται στο L_1 ονομάζονται **λοβοί Roche** και όπως αναφέρθηκε πρωτύτερα, ο βαθμός πλήρωσής τους από την ύλη του αστέρα καθορίζει και τον τύπο του συστήματος. Η μορφή τους καθορίζεται από τις ισοδυναμικές επιφάνειες άρα από το α και το q . Για $q=1$ θα έχουμε συμμετρικούς λοβούς ως προς τον άξονα κάθετο στη **διάκεντρο**, ενώ για $q < 1$ ο λοβός του αστέρα μεγαλύτερης μάζας θα αυξάνει σε μέγεθος. Τα σημεία L_3, L_4 που διακρίνονται στην



Εικόνα 2.29. Τριδιάστατη και διδιάστατη απεικόνιση των ισοδυναμικών επιφανειών του Roche.

⁶ Στην εικόνα 2.28. δεν ισχύουν τα παραπάνω καθ' ότι στη θέση $(0,0,0)$ βλέπουμε το κέντρο μάζας του συστήματος και όχι το κέντρο μάζας του m_1 . Αυτό σημαίνει ότι θα έχουμε διαφορετική έκφραση για το r_1 και κατ' επέκταση για το Φ .

εικόνα 2.28, είναι τα **εξωτερικά σημεία Lagrange**, βρίσκονται πάνω στις προεκτάσεις της διακέντρου και αποτελούν όρια πέρα από τα οποία μπορεί να διαφύγει μάζα με μεγαλύτερη ευκολία λόγω μειωμένης ανηγμένης βαρύτητας. Στα σημεία αυτά τέμνονται και οι εξωτερικές ισοδυναμικές επιφάνειες που περικλείουν τόσο τους λοβούς Roche όσο και τα μέγιστα του δυναμικού που είναι σημεία ασταθούς ισορροπίας και σχηματίζουν ισοσκελή τρίγωνα με τις μάζες. Τα σημεία αυτά είναι τα L_4 , L_5 που φαίνονται στην εικόνα 2.28. Μια παράμετρος βαρύνουσας σημασίας για συστήματα με έντονες παραμορφώσεις και άρα λόγους ακτίνας-μεγάλου ημιάξονα σχετικά μεγάλους ($R/a \approx 0.2-0.3$), είναι η **ενεργός ακτίνα** r_L και περιγράφεται μαθηματικά από την εμπειρική σχέση του Eggleton:

$$r_L = \frac{0.49q^{2/3}}{0.69q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3})} \quad (2.41)$$

Η πραγματική ενεργός ακτίνα του αστερά υπολογίζεται από τον τύπο:

$$R_L = ar_L \quad (2.42)$$

2.2 Παλλόμενοι αστέρες

2.2.1 Εισαγωγή στους παλλόμενους αστέρες

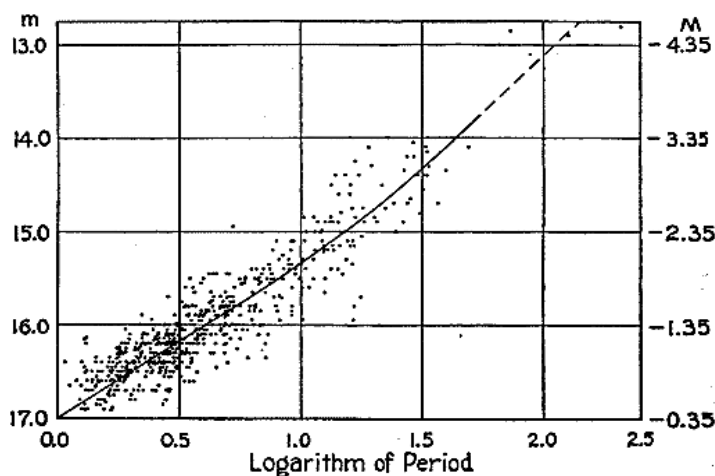
Η σπουδαιότητα των παλλόμενων αστερών ως αστροφυσικών αντικειμένων είναι τεράστια και συνεχώς αυξάνει καθώς πληθαίνουν οι παρατηρήσεις και οι μελέτες που γίνονται για αυτούς.

Οι παλλόμενοι αστέρες, όπως αναφέρθηκε και στην ταξινόμησή τους, είναι μεταβλητοί αστέρες που παρουσιάζουν περιοδικές μεταβολές λαμπρότητας συνήθως σχετικά μικρού χρονικού εύρους μέσω φαινομένων *ανάπαλσης*. Οι διεργασίες που λαμβάνουν χώρα στην επιφάνεια, και εκκινούν από εσωτερικό, των αστερών αυτών και οι οποίες ευθύνονται για τις εν λόγω περιοδικές μεταβολές μελετώνται από τον ταχέως εξελισσόμενο κλάδο της *αστεροσεισμολογίας*. Οι αναπάλσεις των αστερών απαντώνται όπως θα δούμε παρακάτω σε δύο τύπους. Οι ακτινικές αναπάλσεις έχουν ενδογενή προέλευση και αφήνουν ανέπαφο το σφαιρικό σχήμα του αστερά καθώς εξελίσσονται. Οι μη ακτινικές αναπάλσεις λαμβάνουν χώρα στην επιφάνεια του αστερά και περιοδικά μεταβάλλουν το σφαιρικό του σχήμα. Σχετικά πρόσφατα δεδομένα δείχνουν πως η πλειονότητα των αστερών παρουσιάζει φαινόμενα ανάπαλσης μικρής έκτασης καθιστώντας τη μελέτη τους σημαντική για την κατανόηση του εσωτερικού τους και γενικότερα της αστρικής εξέλιξης.

Οι τεχνικές της φωτομετρίας και της φασματοσκοπίας επιστρατεύονται και σε αυτήν την περίπτωση μεταβλητών αστερών με στόχο την καταγραφή των περιοδικών ή μη φωτομετρικών μεταβολών και την εξαγωγή των συχνοτήτων ανάπαλσης και άλλων φυσικών παραμέτρων. Για τον σκοπό αυτόν απαιτούνται υψηλής ακρίβειας φωτομετρικά δεδομένα που να αναδεικνύουν την πλήρη έκταση των φαινομένων. Αυτά παρέχονται από σύγχρονες διαστημικές αποστολές όπως οι CoRoT και Kepler (βλ. Κεφ. 3) που παίζουν σημαντικό ρόλο στις μελέτες αστεροσεισμολογίας.

2.2.2. Ιστορικά στοιχεία παλλόμενων αστερών

Ο πρώτος παλλόμενος αστέρας που παρατηρήθηκε όπως είδαμε ήταν ο *ο Ceti* (*ο Κήτους*) από τον Λουθηρανό πάστορα και αστρονόμο David Fabricius (βλ. παρ. 1.2). Η συμπεριφορά του Mira συνέχισε να παρατηρείται τα επόμενα χρόνια και σήμερα έχουμε διαθέσιμη φωτομετρική καμπύλη των μεταβολών του σε βάθος χρόνου 100 και παραπάνω ετών. Ο παλλόμενος αυτός αστέρας πέραν των άλλων αποτελεί και πρότυπο αστέρα της κατηγορίας των *μακροπερίοδων μεταβλητών* αστερών τύπου Mira με περιόδους της τάξης των 100-700 days. Περίπου δύο αιώνες έπρεπε να περάσουν μεταξύ πρώτης και δεύτερης ανακάλυψης παλλόμενου μεταβλητού αστέρα μέχρις ότου ο John Goodricke να παρατηρήσει το 1784 περιοδική μεταβολή λαμπρότητας στον αστέρα *δ Cephei* (*δ Κηφέα*) αργότερα πρότυπο αστέρα της ομώνυμης κατηγορίας. Αξίζει να αναφερθεί πως αυτή η ανακάλυψη πιθανότατα του στοίχισε τη ζωή, καθώς πέθανε από πνευμονία που προκλήθηκε από τη συνεχή έκθεσή του στο κρύο λόγω νυχτερινών παρατηρήσεων, λίγο καιρό αργότερα σε ηλικία μόλις 21 ετών. Πολύ σημαντικό ρόλο στην ιστορία των παλλόμενων αστερών και γενικότερα των μεταβλητών αστερών διαδραμάτισε η Αμερικανίδα αστρονόμος Henrietta Leavitt, η οποία μελετώντας και καταγράφοντας συστηματικά μεταβλητούς αστέρες για λογαριασμό του Edward Pickering αστρονόμου του Harvard, παρατήρησε ότι ειδικότερα οι Κηφείδες παρουσίαζαν κάποιου είδους αναλογία μεταξύ της λαμπρότητας και της περιόδου ανάπαλσής τους. Κάνοντας το διάγραμμα φαινομένου μεγέθους συναρτήσει της περιόδου μεταβολής της λαμπρότητας για έναν μεγάλο αριθμό Κηφείδων, εντοπισμένων επί το πλείστον στο Μικρό Νέφος του Μαγγελάνου, έδειξε τη γραμμική σχέση μεταξύ τους (εικ. 30). Η σπουδαιότητα της ανακάλυψης αυτής, εκτός των άλλων, έγκειται στο γεγονός ότι μπορούμε να εκτιμήσουμε τις αποστάσεις των Κηφείδων από εμάς. Γνωρίζοντας την περίοδο ανάπαλσης του αστέρα από τις παρατηρήσεις, μπορούμε να βρούμε το απόλυτο μέγεθός του από τη σχέση της Leavitt. Εξάγοντας το μέσο φαινόμενο μέγεθος από τη φωτομετρική καμπύλη και τα δεδομένα μπορούμε να βρούμε την απόσταση των Κηφείδων μέσω της σχέσης που τη συνδέει με το φαινόμενο και απόλυτο μέγεθος⁷. Η μέθοδος αυτή, που προέκυψε από τη μελέτη της Leavitt, ξεπέρασε κατά πολύ τα όρια των παραλλακτικών μεθόδων στις μετρήσεις των αποστάσεων. Ο Αμερικανός αστρονόμος Harlow Sharpley ολοκλήρωσε αυτήν τη μέθοδο, ενώ ήταν ο ίδιος ο οποίος διατύπωσε τη θεωρία της *ανάπαλσης* για τους παλλόμενους αστέρες την οποία και επεξεργάστηκε μαθηματικά ο Sir Arthur Eddington το 1918.

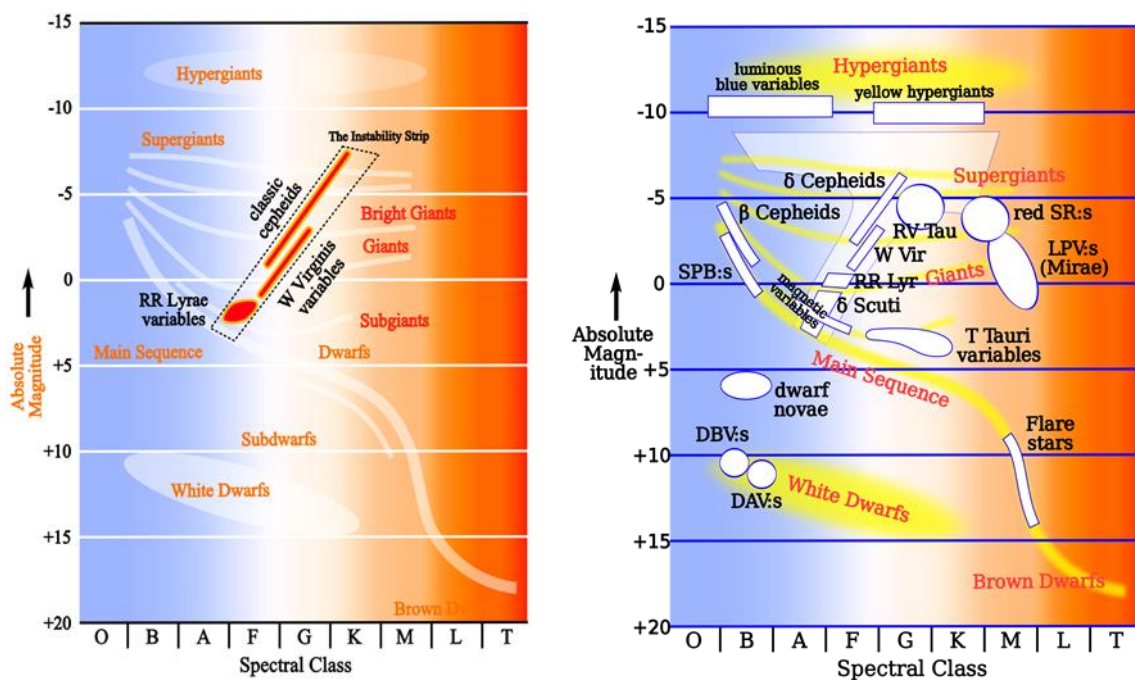


Εικόνα 2.30. Η σχέση περιόδου-λαμπρότητας της Leavitt στο Μικρό Νέφος του Μαγγελάνου (faculty.virginia.edu).

⁷ $m - M = 5 \log r - 5$ όπου r σε parsec.

2.2.3 Κατηγορίες παλλόμενων αστέρων

Τα επόμενα χρόνια ανακαλύφθηκαν πολλοί ακόμα μεταβλητοί αστέρες που παρουσίαζαν περιοδικές μεταβολές λαμπρότητας λόγω αναπάσεων και καθώς συνέβαινε αυτό δημιουργούνταν νέες κατηγορίες με κοινά χαρακτηριστικά. Η γενική ταξινόμησή τους στο πλαίσιο των μεταβλητών αστέρων συζητήθηκε στο κεφάλαιο 1, ενώ είδαμε και διάφορους τύπους κατά τον κατάλογο GCVS (πίν. 1.2). Αν παρατηρήσει κανείς τις θέσεις των διαφόρων τύπων παλλόμενων αστέρων στο διάγραμμα H-R θα δει πως οι περισσότεροι από αυτούς δεν βρίσκονται στην Κύρια Ακολουθία, όπου περνάει το μεγαλύτερο μέρος της ζωής του ένας αστέρας αλλά βρίσκονται σε μια σχεδόν κατακόρυφη ζώνη αστάθειας (*instability strip*, εικ. 2.31). Σε αυτήν τη ζώνη βρίσκονται οι κλασσικοί Κηφείδες (*δ Cephei*, Κηφείδες πληθυσμού I), οι παλλόμενοι τύπου *W Virginis* που είναι λιγότερο λαμπροί από τους πρώτους και φτωχοί σε μέταλλα (πληθυσμού II) και οι βραχυπερίοδοι μεταβλητοί *RR Lyrae* και *δ Scuti*, από τους οποίους οι δεύτεροι βρίσκονται κοντά στην Κύρια Ακολουθία και είναι νάνοι Κηφείδες. Οι αστέρες τη ζώνης αυτής παρουσιάζουν ενδογενή ταλαντωτικά φαινόμενα παρόμοιας προέλευσης. Τα φαινόμενα αυτά μπορεί να περιγράφονται με ακτινικές ή μη ακτινικές αναπάσεις σε συμφωνία πάντα με την υπάρχουσα θεωρία.



Εικόνα 2.31. Αριστερά: Η ζώνη αστάθειας που βρίσκονται οι περισσότεροι παλλόμενοι αστέρες Δεξιά: Οι θέσεις των διάφορων τύπων παλλόμενων αστέρων στο διάγραμμα H-R.

- **δ Cephei- κλασσικοί Κηφείδες :** Πρότυπος αστέρας της κατηγορίας αυτής είναι ο *δ Cephei* και αποτελεί ίσως τη σπουδαιότερη κατηγορία παλλόμενων αστέρων. Τα μέλη της κατηγορίας αυτής είναι αστέρες πληθυσμού I, είναι λαμπροί υπεργίγαντες και παρουσιάζουν περιόδους αναπάσεων 1-50 days. Η φασματική τους τάξη κυμαίνεται συνήθως μεταξύ F και G. Χάρη στις παρατηρήσεις της Leavitt, που αναφέραμε προηγουμένως, κατέστη δυνατό να εξαχθεί η σχέση περιόδου-λαμπρότητας που ανέδειξε αυτού του είδους τους αστέρες τους πλέον κατάλληλους για τη μέτρηση ενδογαλαξιακών και εξωγαλαξιακών αποστάσεων.

Πίνακας 2.1. Τύποι παλλόμενων αστέρων με τυπικές τιμές των σπουδαιότερων παραμέτρων τους (Murdin, 2001)

Type	Acronym	$T_{eff} (\times 10^3 \text{ K})$	$M/M_{\odot}$	$L/L_{\odot}$	Period	Mode type†
Cepheids	δ Cep	5.5 to 6.5	5 to 20	10^3 to 10^5	2 to 100 d	R
Mira	M or Mira	2.5 to 4.0	~ 1 to 2	10^2 to 10^4	25 to 400 d	R
Red giant branch or asymptotic giant branch	SRa, SRb, Lb, and Lc	2.5 to 4.0	~ 1 to 8	10^2 to 10^4	25 to 400 d	R
RR Lyrae	RR Lyr	6.0 to 7.0	0.5 to 0.8	40 to 50	0.2 to 1.2 d	R
δ Scuti	δ Sct	7.5 to 8.7	1.6 to 2.6	10 to 100	0.5 to 6 h	R and NR(p)
Rapidly oscillating Ap	roAp	7.0 to 8.5	1.6 to 2.6	10 to 50	4 to 15 m	NR(p)
γ Doradus	γ Dor	6.5 to 7.3	1.4 to 1.7	5 to 20	0.5 to 3 d	NR(g)
β Cephei	β Cep	22 to 30	8 to 15	4000 to 20000	3.5 to 6 h	NR(p)
Slowly pulsating B	SPB (53 Per)	13 to 17	200 to 2000	2.5 to 6	0.6 to 3 d	NR(g)
Line profile Variables	LPVs	15 to 40	10^3 to 10^5	5 to 50	3 to 30 h	NR(p)
Pulsating PG1159	DOV	~ 100	~ 0.6	$\sim 10^2$	300 to 1200 s	NR(g)
DB white dwarf Variables	DBV	~ 23	~ 0.6	~ 0.03	400 to 1200 s	NR(g)
DA white dwarf	DAV	~ 11	~ 0.6	$\sim 10^{-3}$	100 to 1200 s	NR(g)
Luminous blue Variables	LBV	~ 20	30 to 100	10^5 to 10^6	~ 30 to 50 d	NR ?
R Corona Borealis	R CBr	5.0 to 7.0	~ 1	$\sim 10^4$	~ 40 d	R?
Subdwarf B stars	EC14026	29 to 35	~ 0.5	20 to 40	100 to 400 s	NR(p)

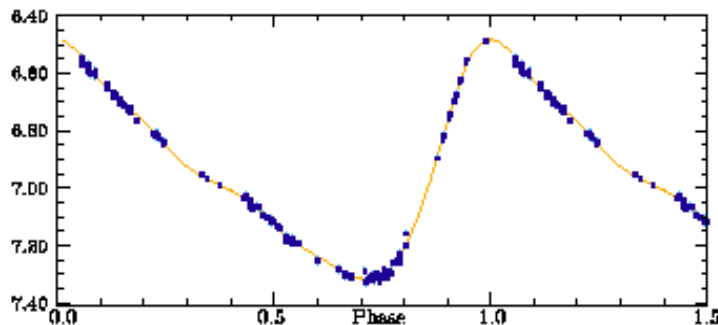
Αφότου έγινε η απαραίτητη βαθμονόμηση ύστερα από επίπονη δουλειά και άλλων σπουδαίων αστρονόμων όπως ο Sharpley και ο Hertzsprung εξήχθη η σχέση:

$$M_{\langle V \rangle} = -2.81 \log P_{pul} - 1.43 \quad (2.43)$$

που δίνει το μέσο απόλυτο μέγεθος του Κηφείδη στο φίλτρο V , όπου P_{pul} η περίοδος ανάπαλσης σε μέρες, ενώ η αντίστοιχη σχέση για τις λαμπρότητες:

$$\log \frac{\langle L \rangle}{L_{\odot}} = 1.15 \log P_{pul} + 2.47 \quad (2.44)$$

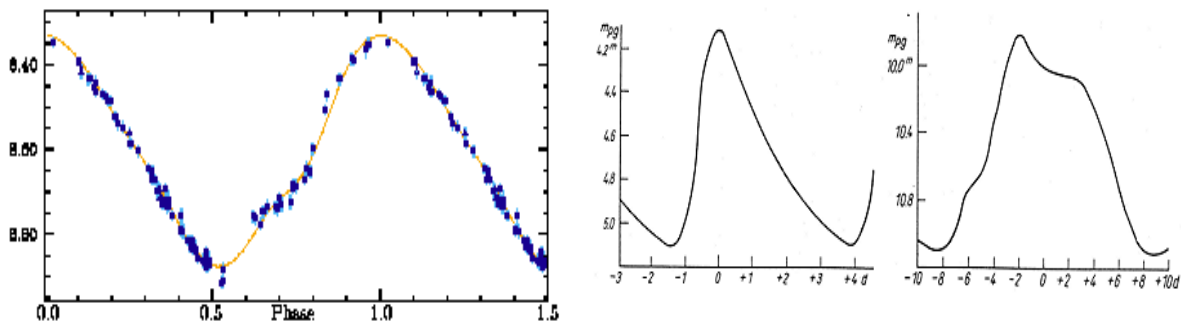
Με τη χρήση των σχέσεων αυτών και των φωτομετρικών καμπυλών μεγάλων πλατών (εικ. 2.32) κατέστη δυνατή η εύρεση του φαινομένου και απόλυτου μεγέθους οποιουδήποτε από τους Κηφείδες ήταν γνωστή η περίοδος. Έτσι, εκτός των άλλων, οι γίγαντες αυτοί χρησιμοποιούνται και για την εκτίμηση αποστάσεων αστρικών σμηνών και κοντινών γαλαξιών.



Εικόνα 2.32. Φωτομετρική καμπύλη αστέρα τύπου δ Cephei (cosmos.esa.int/web/hipparcos).

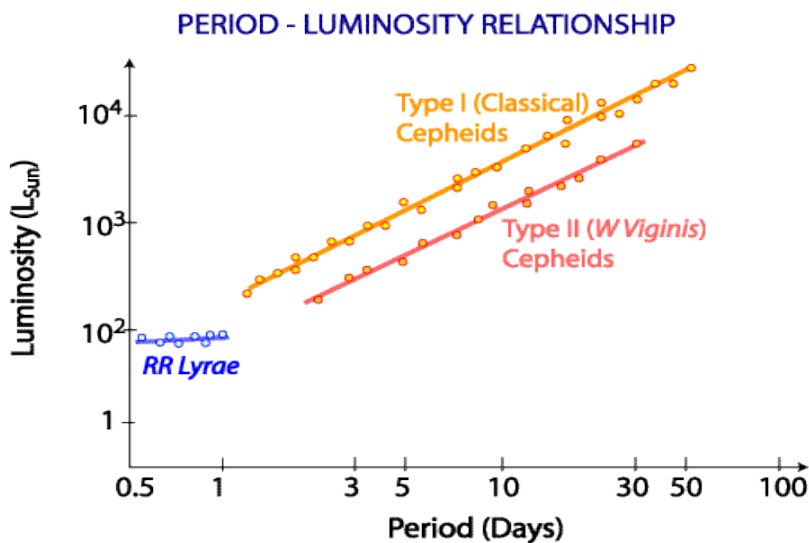
- **W Virginis- Κηφείδες πληθυσμού II:** Πρόκειται για παλλόμενους αστέρες χαμηλής μάζας ($\sim 1 M_{\odot}$) πληθυσμού II με χαμηλότερη περιεκτικότητα σε μέταλλα και βαριά στοιχεία απο

τους κλασσικούς Κηφείδες, ενώ είναι και ως τέσσερις φορές λιγότερο φωτεινοί (εικ. 2.33). Απαντώνται συχνά σε σφαιρικά αστρικά σμήνη της γαλαξιακής άλου σε αντίθεση με τους Κηφείδες πληθυσμού I που συναντώνται συχνότερα στον γαλαξιακό δίσκο. Οι αστέρες αυτοί ακολουθούν μια παρόμοια σχέση λαμπρότητας - περιόδου, η οποία όμως εμπλέκει λιγότερο λαμπρούς αστέρες (εικ. 2.34) και οι περίοδοί τους κυμαίνονται από 2-45 days. Αν και σπάνια χρησιμοποιούνται ως δείκτες μέτρησης αποστάσεων έχουν προσφέρει πολλά στοιχεία για την αστρική και τη Γαλαξιακή εξέλιξη.

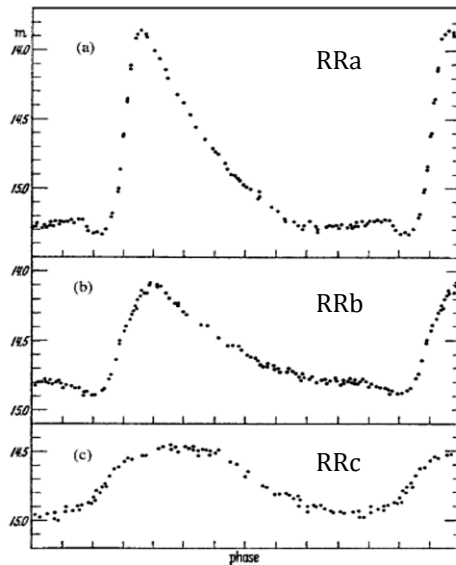


Εικόνα 2.33. Αριστερά: Διάγραμμα φάσης παλλόμενου αστέρα τύπου *W Virginis* (cosmos.esa.int/web/hipparcos). Δεξιά: Σύγκριση καμπύλων φωτός δ Cep (αριστερά) και *W Virginis* (δεξιά) (aavso.org).

- **RR Lyrae:** Είναι γίγαντες αστέρες φασματικών τύπων A και F και βρίσκονται στην τομή της ζώνης αστάθειας με την Κύρια Ακολουθία στο διάγραμμα H-R με λαμπρότητες της τάξης των $40-50 L_{\odot}$. Αποτελούν μια σημαντική κατηγορία παλλόμενων αστέρων που διαφέρουν από τους κλασσικούς Κηφείδες κυρίως στο μέγεθος καθότι έχουν μικρότερες ακτίνες και ως εκ τούτου παρουσιάζουν μικρότερους περιόδους στην αυξομείωση της λαμπρότητας. Αυτές οι περίοδοι κυμαίνονται από μία μέχρι και μερικές ώρες, αν και μπορούν να φτάσουν και τη μία ημέρα σε κάποιες περιπτώσεις. Τα πλάτη των μεταβολών έχουν εύρος από δέκατα του μεγέθους μέχρι και 2 mag. Ο πρότυπος αστέρας της παρείχε τα απαραίτητα στοιχεία που χρειαζόνταν οι αστρονόμοι για τον διαχωρισμό μεταξύ των Κηφείδων τύπου I και II. Επίσης,



Εικόνα 2.34. Διάγραμμα συσχέτισης περιόδου-λαμπρότητας για κλασσικούς Κηφείδες, τύπου II και αστέρες τύπου RR Lyrae (atnf.csiro.au).



Εικόνα 2.35. Διαγράμματα φάσης των τριών υποκατηγοριών παλλόμενων μεταβλητών τύπου RR Lyrae (Murdin, 2001).

μπής Υδρογόνου στο μεσοδιάστημα μεταξύ ελαχίστου-μεγίστου, που υποδηλώνει έντονη περιοδική ανάπαυση κατά πάσα πιθανότητα μη-ακτινική, σε αντίθεση με τους άλλους δύο τύπους που παρουσιάζουν πιο ομαλές διακυμάνσεις. Ακόμα, οι τύποι *RRa*, *RRb* έχουν ασύμμετρες καμπύλες σε αντίθεση με τον τύπο *c* που παρουσιάζει συμμετρικές. Αυτές οι διαφοροποιήσεις πηγάζουν από τις διαφορετικές εσωτερικές διεργασίες που εμφανίζονται ανά τύπο, ενώ αργότερα έγινε συγχώνευση λόγω των κοινών χαρακτηριστικών τους στον τύπο *RRab*, ο οποίος χρησιμοποιείται συχνά στη βιβλιογραφία. Ένας τέταρτος τύπος τείνει να αναδειχθεί μέσα από πρόσφατες παρατηρήσεις, αν και ο αριθμός τους είναι ακόμα μικρός. Αυτός είναι ο τύπος *d* (*RRd*) που εμφανίζει διπλού τύπου (double mode) αναπάλσεις. Η σπουδαιότητα των RR Lyrae αστερών γίνεται προφανής αν αναλογιστεί κανείς τις πολλαπλές χρήσεις τους. Ενδεικτικά, αποτελούν σημαντικούς αστρονομικούς "φάρους" για μέτρηση αποστάσεων (standard candles) σφαιρωτών σμηνών και μη και χρησιμοποιούνται για τη χαρτογράφηση της δομής του Γαλαξία αφού, σε αντίθεση με τους κλασσικούς Κηφείδες που εντοπίζονται κατά κύριο λόγο στον γαλαξιακό δίσκο, παρατηρούνται σε υψηλά γαλαξιακά πλάτη της $\alpha\omega$. Ακόμα, προσφέρουν πληθώρα πληροφοριών για την αστρική δομή και τα φαινόμενα που προκαλούν τις εσωτερικές ταλαντώσεις, ενώ η μελέτη τους παρέχει δεδομένα για τον έλεγχο των θεωρητικών μοντέλων δημιουργίας αναπάλσεων στη ζώνη αστάθειας. Επίσης, λόγω των μεγάλων πλατών και των μικρών περιόδων που παρουσιάζουν οι φωτομετρικές καμπύλες, εντοπίζονται εύκολα παρά το γεγονός πως υπολείπονται της λαμπρότητας των Κηφείδων ($\langle M \rangle \sim 0.5$).

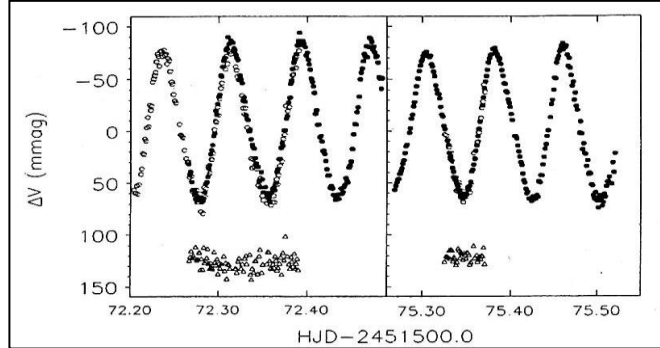
μέσα από μια αρκετά καλά καθορισμένη σχέση περιόδου-λαμπρότητας, οι αστέρες RR Lyrae παρέχουν τη δυνατότητα προσδιορισμού αποστάσεων σφαιρωτών σμηνών στον Γαλαξία μας. Τα δεδομένα που έχουν προκύψει από τη μελέτη τους σε σμήνη με διαφορετικές μεταλλικότητες, δείχνουν εξάρτηση της περιόδου από τη μεταλλικότητα. Χαρακτηρίζονται από ακτινικές αναπάλσεις και οι φωτομετρικές τους καμπύλες είναι παρεμφερείς με τα αυτές των κλασσικών Κηφείδων. Επιπλέον, διαχωρίζονται σε τρεις υποκατηγορίες με βάση το σχήμα των καμπύλων αυτών. Οι τύποι αυτοί είναι οι *a, b, c* (*RRa*, *RRb*, *RRc*, εικ. 2.35), σχετίζονται με τις εσωτερικές διεργασίες που διατηρούν τις αναπάλσεις και εισηγήθηκαν από τον αστρονόμο Solon Bailey που ανακάλυψε έναν μεγάλο αριθμό από τους αστέρες αυτούς σε ένα σφαιρωτό σμήνος. Ο τύπος *RRa* παρουσιάζει μία έντονη γραμμή εκπο-

- **δ Scuti:** Είναι παλλόμενοι αστέρες φασματικής τάξης κυρίως A - F και βρίσκονται στην τομή της ζώνης αστάθειας με την Κύρια Ακολουθία. Απαντώνται σε διάφορα εξελικτικά στάδια και τάξεις λαμπρότητας από *V* (νάνοι K.A) έως και *III* (γίγαντες). Πρόκειται για μια πολυπληθή κατηγορία με κεντρικό ρόλο στην μελέτη των παλλόμενων μεταβλητών αστερών και την αστεροσεισμολογία με μεγάλο αστροφυσικό ενδιαφέρον. Οι περίοδοί τους κυμαίνονται μεταξύ 20 min-8 hrs, γεγονός που τους εντάσσει στην κατηγορία των *βραχυπεριόδων* παλλόμενων αστερών. Παρουσιάζουν έναν συνδυασμό ακτινικών και μη αναπάλσεων και απαντώ-

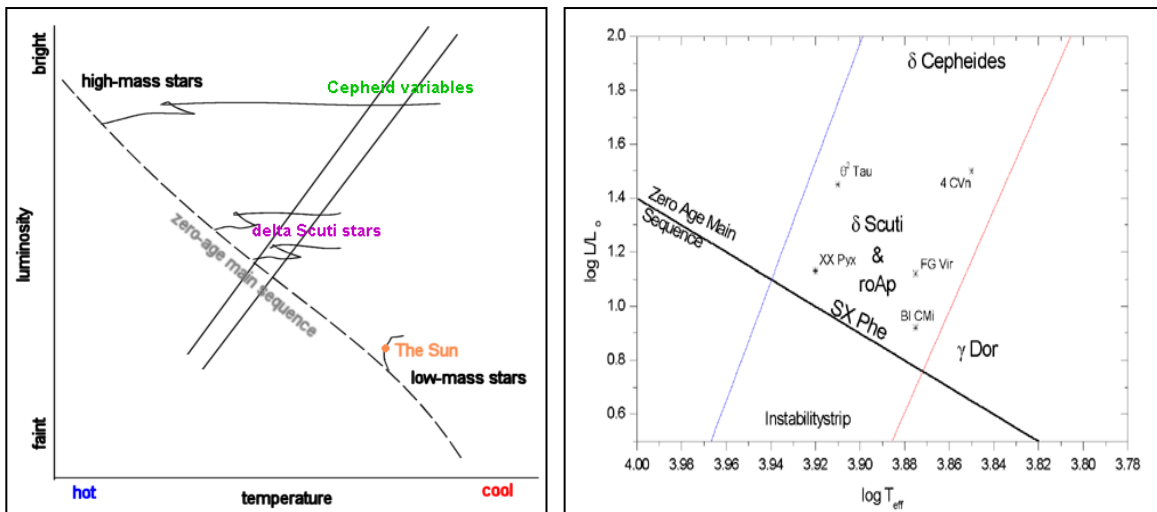
νται σαν μονοπεριοδικοί ή πολυπεριοδικοί παλλόμενοι αστέρες, ενώ μέσα από μία αξιόπιστη σχέση περιόδου-λαμπρότητας χρησιμοποιούνται ως δείκτες μέτρησης αποστάσεων (standard candles). Οι αναπάλσεις τους φαίνεται πως οφείλονται (όπως στους περισσότερους παλλόμενους αστέρες της ζώνης αστάθειας) κυρίως σε ιονισμούς $\text{He}^+ \rightarrow \text{He}^{2+}$ και περιστασιακά σε $\text{H} \rightarrow \text{H}^+$ και $\text{He} \rightarrow \text{He}^+$ (βλ. παρ. 2.2.6).

Οι αστέρες αυτοί απαντώνται σε δύο υποκατηγορίες που βασίζονται α) στα **πλάτη μεταβολής** (εξάρτηση από τους μηχανισμούς συντήρησης αναπάλσεων) και β) στη **μεταλλικότητά** τους (εξάρτηση από την περιεκτικότητά τους σε βαριά στοιχεία). Οι *δ Scuti* αστέρες που εμφανίζουν πλάτη μεγαλύτερα του 0.1 mag στο φίλτρο *V* ονομάζονται *High Amplitude Delta Scuti (HADS)* (εικ. 2.36) και είναι εκείνοι που χρησιμοποιούνται συνήθως στη μέτρηση αποστάσεων, ενώ εκείνοι που εμφανίζουν μικρότερα του προαναφερθέντος πλάτη λέγονται *Low Amplitude Delta Scuti (LADS)*. Ο δεύτερος διαχωρισμός προκύπτει όπως είπαμε από την περιεκτικότητα των αστερών σε μέταλλα. Οι πλούσιοι σε αυτά τα στοιχεία αστέρες είναι οι *δ Scuti* πληθυσμού *I*, από τους οποίους προέρχεται και ο πρότυπος αστέρας της κατηγορίας. Οι αστέρες που είναι φτωχοί σε μέταλλα είναι οι επονομαζόμενοι *SX Phoenicis* που είναι αστέρες πληθυσμού *II* και παρουσιάζουν μεγάλα πλάτη ανάπαλσης και δεν διαφέρουν σε πολλά σημεία από τους HADS και βρίσκονται ακόμα πιο κοντά στην Κύρια Ακολουθία από τους *δ Scuti* πληθυσμού *I* (εικ. 2.37).

Οι συγκεκριμένοι παλλόμενοι αστέρες κατέχουν σημαντική θέση στην αστεροσεισμολογία και γι' αυτόν τον λόγο έχει δημιουργηθεί ένα παγκόσμιο δίκτυο παρακολούθησης και μελέτης *δ Scuti* αστερών και εν γένει βραχυπεριόδων παλλόμενων αστερών. Το δίκτυο αυτό είναι το *Delta Scuti Network (DSN)* και συνεισφέρει τα μέγιστα στη μελέτη της πολυπεριοδικότητας που εμφανίζουν οι αστέρες αυτοί.

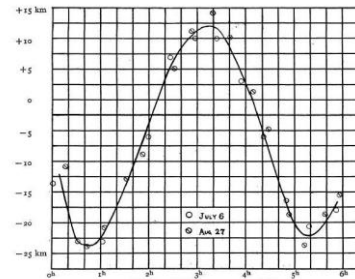


Εικόνα 2.36. Φωτομετρική καμπύλη του HADS αστέρα V1162 Ori από δεδομένα που έχουν ληφθεί ταυτόχρονα από το Πανεπιστημιακό Αστεροσκοπείο Αθηνών (UOA) και το και το South African Astronomical Observatory (SAAO) (Arentoft et al. 2001).



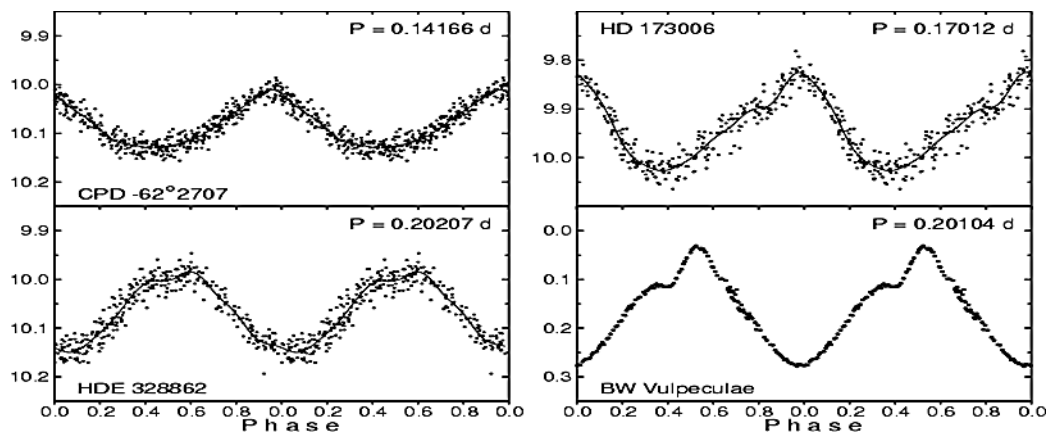
Εικόνα 2.37. Διαγράμματα *H-R* όπου απεικονίζεται η θέση των *δ Scuti* αστερών στη Ζώνη Αστάθειας. Δεξιά φαίνονται και άλλοι καλά μελετημένοι *δ Scuti* αστέρες όπως οι φτωχοί σε μέταλλα *SX Phoenicis* (αριστερά: aavso.org, δεξιά: univie.ac.at).

- β Cephei:** Πρόκειται για παλλόμενους αστέρες φασματικών τάξεων μεταξύ B0-B2 που συναντώνται στην Κύρια Ακολουθία αλλά και στο κατώφλι της. Είναι τάξεων λαμπρότητας III, IV και V, οι μάζες τους κυμαίνονται από $8 M_{\odot}$ έως $15 M_{\odot}$ και οι περίοδοί τους από 3 hrs έως 7 hrs. Οι καμπύλες ακτινικών ταχυτήτων των αστερών αυτών παρουσιάζουν συνήθως μεγάλα πλάτη (εικ. 2.38). Οι φωτομετρικές τους καμπύλες παρουσιάζουν συνήθως πλάτη της τάξης των εκατοστών του μεγέθους στο ορατό (εικ. 2.39) και αρκετών mag στο υπεριώδες, όπου εκπέμπουν και το μεγαλύτερο μέρος της ενέργειάς τους. Πάλλονται ακτινικά και μη ακτινικά με τύπου-p (p-mode, βλ. παρ. 2.2.7) αναπάλσεις, οι οποίες περιγράφονται από τον μηχανισμό- κ. Παρατηρούνται συχνά σε *Ανοικτά Γαλαξιακά Σμήνη* όπως και ως μέλη φασματοσκοπικώς διπλών συστημάτων. Συχνά αναφέρονται στη βιβλιογραφία και ως *β Canis Majoris*. Ο λόγος είναι το φαινόμενο που παρουσιάζουν οι αστέρες αυτοί, σε αντίθεση με τους *β Cephei*, το λεγόμενο *beat effect*. Το φαινόμενο αυτό αναφέρεται στις διακυμάνσεις των πλατών ανάπαλσης που παρουσιάζουν σε βάθος χρόνου οι αστέρες αυτοί.

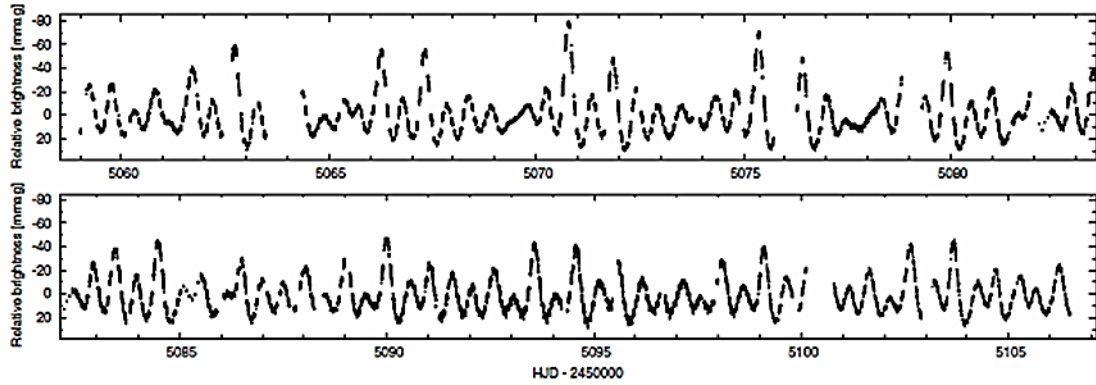


Εικόνα 2.38. Η καμπύλη ακτινικών ταχυτήτων του *β Cep* (aavso.org).

- γ Doradus:** Αυτή η κατηγορία παλλόμενων μεταβλητών έχει πολλά κοινά χαρακτηριστικά με αυτή των *δ Scuti* και είναι σχετικά νεοσυσταθείσα. Τα μέλη της είναι αστέρες της ζώνης αστάθειας (instability strip) φασματικών τάξεων μεταξύ A - F με τυπικές μάζες της τάξης της $1.5 M_{\odot}$. Βρίσκονται στις παρυφές της Κύριας Ακολουθίας και οι περίοδοί τους κυμαίνονται από 0.5 έως 3 days (εικ. 2.40). Ο μηχανισμός συντήρησης των αναπάλσεων δεν είναι ξεκάθαρος αν και πιθανότατα πρόκειται για υψηλής τάξης (*l*), χαμηλού βαθμού (*n*) μη-ακτινικές αναπάλσεις *τύπου-g* (βλ. παρ. 2.2.7) σε αντίθεση με τους *δ Scuti* οι οποίο πάλλονται συνήθως σε *τύπου-p*. Ακόμα, απαντώνται σε θερμοκρασίες χαμηλότερες από αυτές των λιγότερο θερμών *δ Scuti* της ζώνης αστάθειας. Αποτελούν εξαιρετικούς υποψήφιους για μελέτες αστεροσεισμολογίας, ενώ, παρουσιάζουν σε πολλές περιπτώσεις πολυπεριοδικότητα.



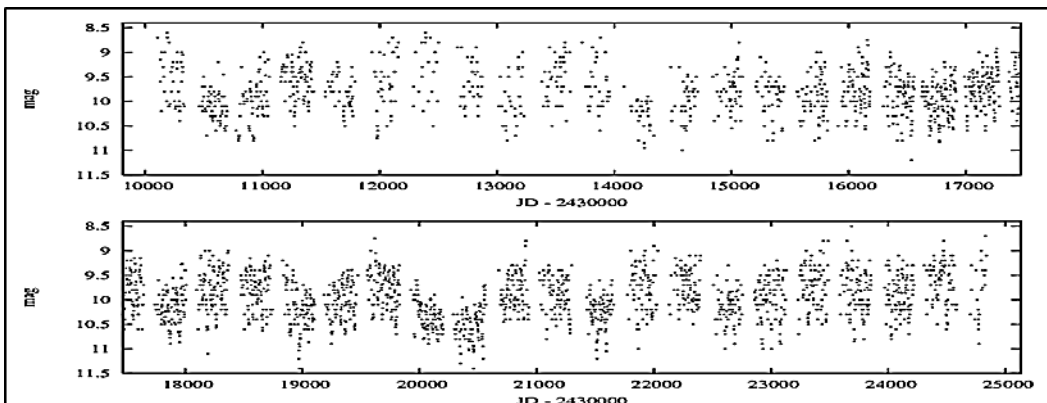
Εικόνα 2.39. Διαγράμματα φάσης τριών παλλόμενων αστερών τύπου *β Cephei* και του *BW Vulpeculae* ο οποίος είναι γνωστός ως ο αστέρας τύπου *β Cephei* με το μεγαλύτερο πλάτος καμπύλης ακτινικών ταχυτήτων (Sterken et al. 1986).



Εικόνα 2.40. Φωτομετρική καμπύλη αστέρα τύπου γ Doradus από δεδομένα του προγράμματος MOST (Sodor et. al 2014).

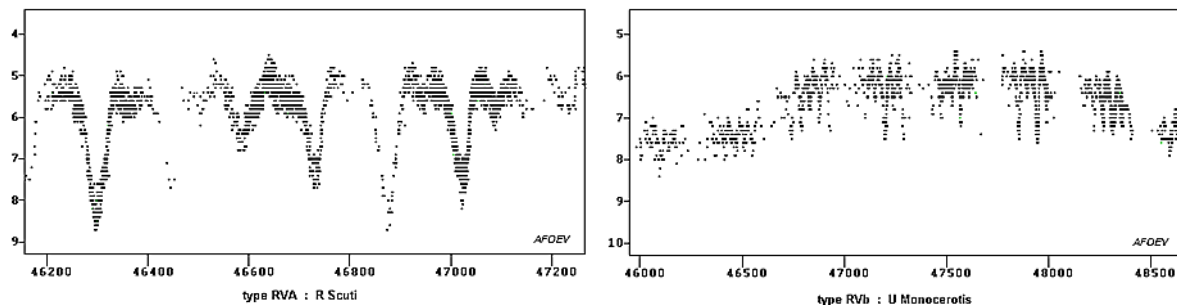
- **RV Tauri:** Αν και δεν ήταν ο πρώτος της κατηγορίας, ο μεταβλητός αστέρας RV Tauri της έδωσε το όνομά του λόγω των ιδιομορφιών της φωτομετρικής του καμπύλης (εικ. 2.41). Η κατηγορία αυτή περιέχει γίγαντες και υπεργίγαντες φασματικών τάξεων F, G και περιστασιακά πρώιμου K, εν γένει έχουν χαμηλή μεταλλικότητα, αν και έχουν παρατηρηθεί τέτοιοι αστέρες που ανήκουν στην κατηγορία πληθυσμού I, και μάζες της τάξης της μίας ηλιακής. Βρίσκονται στις παρυφές του *Ασυμπτωτικού Κλάδου των Γιγάντων (AGB)* και βρίσκονται ένα βήμα πριν την εκτόνωση των εξωτερικών στρωμάτων τους με αποτέλεσμα τον σχηματισμό πλανητικού νεφελώματος και την κατάληξη του αστέρα σε λευκό νάνο.

Οι αστέρες αυτού του τύπου διαχωρίζονται περαιτέρω με βάση φωτομετρικά και φασματοσκοπικά κριτήρια. Ο φωτομετρικός διαχωρισμός περιλαμβάνει δύο υποκατηγορίες, τους **RVa** και τους **RVb**. Οι αστέρες που εμφανίζουν περιοδικές μεταβολές μακράς περιόδου στα μέγιστα και τα ελάχιστα της καμπύλης φωτός ανήκουν στην κατηγορία RVb. Οι αστέρες οι οποίοι δεν παρουσιάζουν μακροπρόθεσμες μεταβολές στα μέγιστα της καμπύλης φωτός και κατ' επέκταση στις μέσες λαμπρότητες ανήκουν στους RVa. Ένα παράδειγμα RVa αστέρα είναι ο *R Scuti* (εικ. 2.42) με σχετικά σταθερό μέγιστο σε βάθος χρόνου, ενώ ο *U Mon* (εικ. 2.42) είναι ένα αντιπροσωπευτικό δείγμα RVb αστέρα.



Εικόνα 2.41. Φωτομετρική καμπύλη του RV Tauri (aavso.org).

Με φασματοσκοπικά κριτήρια οι RV Tauri χωρίζονται σε τρεις τύπους **A,B** και **C** ανάλογα με τη θερμοκρασία τους και το είδος των μοριακών φασματικών γραμμών στα φάσματά τους. Αναλυτικότερα, η υποκατηγορία **A** περιέχει αστέρες πληθυσμού I με ηλιακού τύπου μεταλλικότητα και φασματικό τύπο (G, K) και ανάλογες ενεργούς θερμοκρασίες. Η υποκατηγορία **B** περιλαμβάνει αστέρες φασματικού τύπου F, των οποίων τα φάσματα παρουσιάζουν έντονες γραμμές (μπάντες) απορρόφησης *CN* και *CH* με μεγάλη περιεκτικότητα σε μέταλλα (πληθυσμού I). Η υποκατηγορία **C**, όπως και η **B**, περιέχει αστέρες φασματικού τύπου F με τη διαφορά ότι τα αυτοί εμφανίζουν ασθενείς γραμμές απορρόφησης *CN* και *CH* υποδεικνύοντας χαμηλή περιεκτικότητα σε μέταλλα (πληθυσμού II).

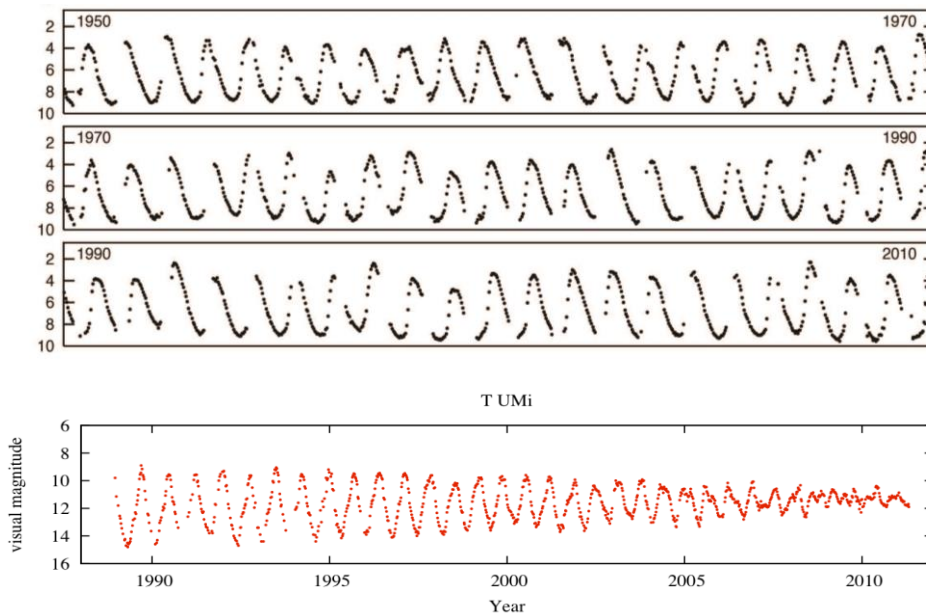


Εικόνα 2.42. Φωτομετρικές καμπύλες των *R Scuti* (αριστερά) και *UMon* (δεξιά) (cdsarc.ustrasbg.fr/afoev/var/erv.htx).

- Μακροπερίοδοι (LPV's) τύπου Mira - ο Ceti:** Εδώ συναντάμε παλλόμενους μεταβλητούς γίγαντες του *Ασυμπτωτικού Κλάδου των Γιγάντων (AGB)* με πολύ μεγάλες περιόδους ανάπαλσης και μεταγενέστερου τύπου φάσματα εκπομπής. Τα παρατηρούμενα πλάτη των φωτομετρικών μεταβολών κυμαίνονται από 2.5 έως 11 mag στο φίλτρο V και οι περίοδοί τους από 80 έως 1000 days. Οι θερμοκρασίες τους κυμαίνονται περί των 3000 K, ενώ οι ακτίνες τους φαίνεται πως φτάνουν (ενδεχομένως και να ξεπερνούν) την 1 AU. Όπως αναφέρθηκε, ο πρότυπος αστέρας της κατηγορίας (εικ. 2.43) ήταν ο πρώτος παλλόμενος αστέρας που παρατηρήθηκε και έχει μια πολύ καλά καθορισμένη περίοδο όπως και μια από τις πληρέστερες φωτομετρικές καμπύλες (εικ. 2.44). Τα μεγάλα πλάτη σε συνδυασμό με τις μεγάλες περιόδους ανάπαλσης τους καθιστούν εύκολους στόχους για παρατήρηση και μελέτη. Οι μελέτες και τα αποτελέσματά τους όλα αυτά τα χρόνια δείχνουν πως πάλλονται κυρίως στον *Θεμελιώδη Τρόπο (Fundamental mode, βλ. παρ. 2.2.5)*, ενώ παρουσιάζουν έντονες απώλειες μάζας με τη μορφή αστρικού ανέμου που προκαλούν μεταβολές στα μέγιστα των καμπυλών φωτός. Επιπλέον, έχουν χαμηλές επιφανειακές βαρύτητες, γεγονός που εξηγεί τις γιγάντιες ακτίνες, την απώλεια μάζας και τον σχηματισμό εξωτερικών στρωμάτων σκόνης. Τα πλάτη των φωτομετρικών καμπυλών τους στο υπέρυθρο είναι μικρότερα από ότι στο ορατό και ένα από τους λόγους είναι πως αυτά τα στρώματα είναι διαφανή στην υπέρυθρη ακτινοβολία. Στα στρώματα αυτά λαμβάνουν χώρα αναπάλσεις, οι οποίες φαίνεται να ενισχύουν, αν και δεν είναι ξεκάθαρο πώς, τις παρατηρούμενες μεταβολές της λαμπρότητας.



Εικόνα 2.43. Ο *Mira* στο υπεριώδες (του προγράμματος GALEX της NASA).

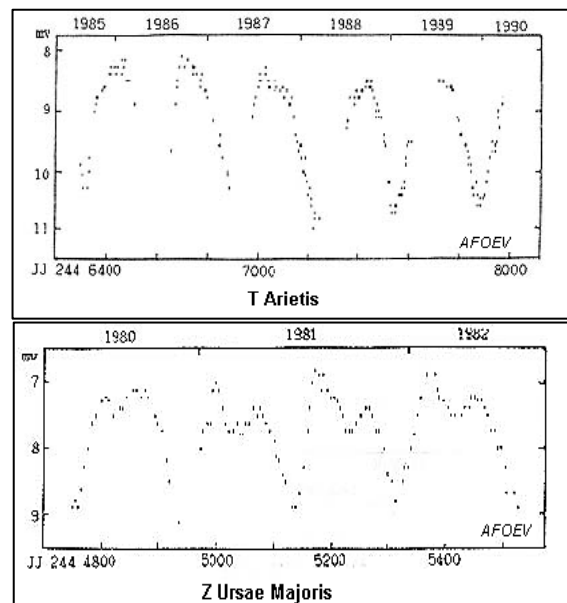


Εικόνα 2.44. Επάνω: Φωτομετρική καμπύλη του Mira από το 1950 μέχρι και το 2010. Κάτω: Φωτομετρική καμπύλη του τύπου Mira παλλόμενου αστέρα T UMi, ο οποίος παρουσίασε δραματική αλλαγή στην περίοδο και στα πλάτη ανάπαλσής του, με αποτέλεσμα να μετατραπεί σε ανώμαλο (irregular) μεταβλητό. (aavso.org)

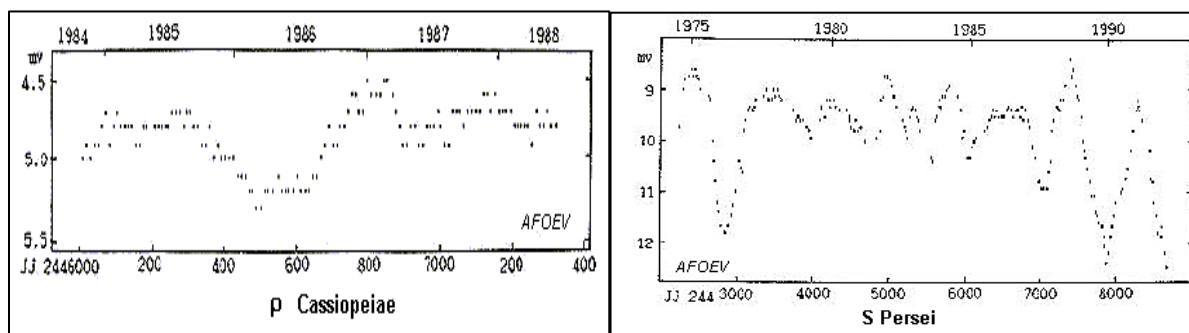
- **Μακροπερίοδοι (LPV's) Ημι-ομαλοί (Semi-regular):** Οι αστέρες αυτοί μαζί με τους συγγενείς τους τύπου Mira αποτελούν τους μακροπερίόδους παλλόμενους μεταβλητούς αστέρες. Οι αστέρες αυτοί είναι γίγαντες και υπεργίγαντες μεταγενέστερων φασματικών τύπων με χαμηλές ενεργούς θερμοκρασίες. Οι φωτομετρικές μεταβολές τους εμφανίζουν παροδική περιοδικότητα, η οποία, παρ' όλα αυτά, διακόπτεται από ιδιόμορφη συμπεριφορά για μεγάλα χρονικά διαστήματα. Αυτή η εναλλασσόμενη συμπεριφορά είναι που τους έδωσε και το όνομα "ημι-ομαλοί". Οι περίοδοί τους (όπου εμφανίζονται) έχουν εύρος 20 – 2000 days και τα πλάτη των μεταβολών, τα οποία είναι μεταβλητά, κυμαίνονται από μερικά εκατοστά του μεγέθους έως και 1-2 mag. Και σε αυτήν την περίπτωση έχουμε πρόσθετη κατηγοριοποίηση βασισμένη στις περιόδους και στα πλάτη μεταβολών:

SRa - Ημιομαλοί γίγαντες φασματικών τύπων M, C, S ή Me, Ce, Se με εμφανείς περιοδικότητες και συνήθως μικρά πλάτη μεταβολών (<2.5 mag στο V). Οι φωτομετρικές καμπύλες ποικίλουν και μεταβάλλονται σε σχήμα και οι περίοδοι κυμαίνονται μεταξύ 35 – 1200 days (εικ. 2.45). Πολλοί από αυτούς τους αστέρες διαφέρουν από τους Mira μόνο στα πλάτη των φωτομετρικών μεταβολών.

SRb - Ημιομαλοί γίγαντες φασματικών τύπων M, C, S ή Me, Ce, Se με αμυδρά καθορισμένες περιοδικότητες και χρονικά διαστήματα όπου εναλλάσσονται η περιοδική και η ανώμαλη συμπεριφορά. Ένα μέσος κύκλος εμφανίζει περιοδικότητες με εύρος 20 – 2300 days (εικ. 2.45), ενώ βιβλιογραφικά είθισται να δίνονται πάνω από δύο περίοδοι.



Εικόνα 2.45. Επάνω: Φωτομετρική καμπύλη αστέρα τύπου SRa. Κάτω: Φωτομετρική καμπύλη αστέρα τύπου SRb (cdsarc.u-strasbg.fr/afoev).



Εικόνα 2.46. Αριστερά: Φωτομετρική καμπύλη αστέρα τύπου SRd. Δεξιά: Φωτομετρική καμπύλη αστέρα τύπου SRc.(cdsarc.u-strasbg.fr/afoev)

SRc - Ημιομαλοί υπεργίγαντες φασματικών τύπων M, C, S ή Me, Ce, Se με πλάτη της τάξης του 1 mag και περιόδους από 30 έως και κάποιες χιλιάδες days (εικ. 2.46).

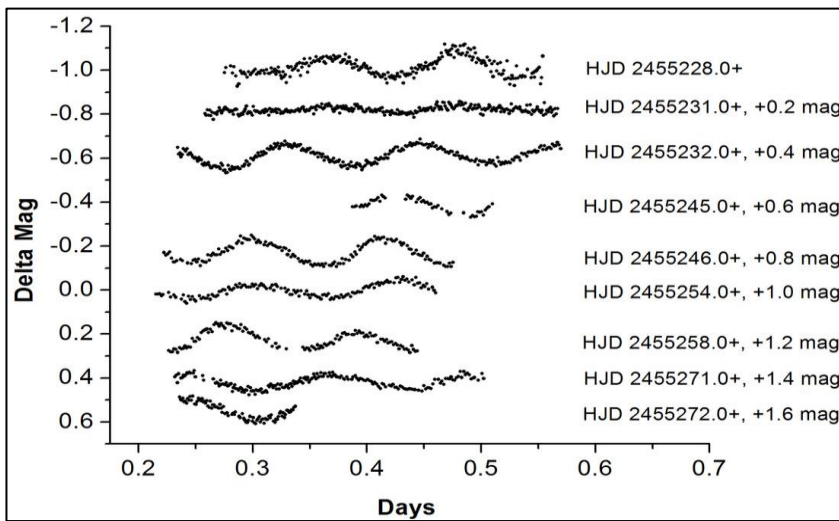
SRd – Ημιομαλοί γίγαντες και υπεργίγαντες φασματικών τύπων F, G ή K με γραμμές εκπομπής να εμφανίζονται περιστασιακά στα φάσματά τους. Οι φωτομετρικές μεταβολές παρουσιάζουν πλάτη εύρους 0.1–4 mag και περιόδους από 30 έως 1100 days (εικ. 2.46).

- **Άλλοι τύποι:** Εκτός από τους παραπάνω δημοφιλείς, σημαντικούς και καλά μελετημένους τύπους παλλόμενων μεταβλητών αστέρων υπάρχουν και άλλοι ιδιόμορφοι τύποι μικρότεροι σε πληθυσμό και με λιγότερες διαθέσιμες παρατηρήσεις. Η εξωτική τους φύση αποτελεί πρόκληση για τα μοντέλα της αστεροσεισμολογίας και η παρατήρησή τους συνήθως γεννά νέα ερωτήματα.

Ξεκινώντας από τις μικρές περιόδους συναντάμε τους *ταχέως παλλόμενους Ap αστέρες (rapidly oscillating Ap stars – roAp)* με φάσματα πλούσια σε γραμμές απορρόφησης μετάλλων και ισχυρά μαγνητικά πεδία που ξεπερνάνε το 1 kG. Πάλλονται με p-τύπου αναπάλσεις, τα πλάτη τους παρουσιάζονται σε εύρος 1-10 mmag και οι περίοδοί τους σε 4-15 min. Επιπλέον, παρουσιάζουν αργή ιδιοπεριστροφή με περιόδους της τάξης των 2-12 days. Ύστερα έχουμε τους *παλλόμενους λευκούς νάνους (Pulsating White Dwarf)* με βαρυτικές g-τύπου αναπάλσεις. Οι λιγότερο λαμπροί από αυτούς με θερμοκρασίες της τάξης των 25.000 K αναφέρονται ως *B type Dwarf Variables (DBV)* έχουν στρώματα He που συντηρούν τις αναπάλσεις και οι περίοδοί τους απαντώνται σε εύρος 400-1200 s. Οι ίδιες λαμπρότητας αλλά ψυχρότεροι από αυτούς (τυπικές θερμοκρασίες 11.000-12.000 K) αναφέρονται ως *A type Dwarf Variables (DAV)* και πιο συχνά ως *ZZ Ceti*. Και σε αυτήν την περίπτωση, οι αναπάλσεις λαμβάνουν χώρα σε εξωτερικό φλοιό He, ενώ οι περίοδοί τους κυμαίνονται από 100 έως 1200 s. Στην Κύρια Ακολουθία συναντάμε τους *Βραδέως Παλλόμενους B αστέρες (Slowly Pulsating B – SPB)*, που συντηρούν αναπάλσεις μικρών πλατών (<0.1 mag) και παρουσιάζουν περιόδους μεταξύ 0.6 και 3 days. Οι μάζες τους κυμαίνονται μεταξύ 2.5 και 6 $M_{\odot}$ και καίνε υδρογόνο στον πυρήνα τους. Οι λαμπρότεροι παλλόμενοι αστέρες που μπορεί να συναντήσει κανείς είναι οι *Λαμπροί Μπλε Μεταβλητοί (Luminous Blue Variables – LBVs)* με τυπικές μάζες μεγαλύτερες των 20 $M_{\odot}$ και λαμπρότητες 100 $L_{\odot}$. Με αυτούς φαίνεται να σχετίζονται και οι φασματικού τύπου A υπεργίγαντες *α Cygni*, αν και είναι ψυχρότεροι και με μικρότερες μάζες. Ακόμα, έχουμε τους χαμηλής μάζας και προχωρημένου εξελικτικού σταδίου *R Corona Borealis*, τους K γίγαντες αστέρες με κλασσικό παράδειγμα τον *Αρκτούρο (Arcturus, α Βοώτη)* και τους *Παλλόμενους υπονάνους B (pulsating Subdwarfs B – SdB)* (βλ. πιν. 2.1).

2.2.4 Καμπύλη φωτός, διάγραμμα φάσης και διάγραμμα ροής παλλόμενου αστέρα

Όπως και στην περίπτωση των διπλών εκλειπτικών συστημάτων που εξετάσαμε η μέγιστη πληροφορία για τους παλλόμενους αστέρες εξάγεται μέσα από τη φωτομετρική καμπύλη. Την καταγραφή δηλαδή των μεταβολών της φαινόμενης λαμπρότητας του παλλόμενου αστέρα με την πάροδο του χρόνου (εικ. 2.47). Καθώς πρόκειται όπως είδαμε για ενδογενείς (intrinsic) μεταβλητούς αστέρες, οι φωτομετρικές μεταβολές που φαίνονται στην καμπύλη προκαλούνται από τις αναπάλσεις του παλλόμενου αστέρα. Οι μηχανισμοί που προκαλούν τις φωτομετρικές μεταβολές στους αστέρες αυτούς θα εξεταστούν παρακάτω (βλ. παρ. 2.2.5, 2.2.6). Όπως σε κάθε καμπύλη φωτός μεταβλητού αστέρα για τη μέτρηση του χρόνου χρησιμοποιείται η Ιουλιανή Ημέρα (JD) ή η Ηλιοκεντρική Ιουλιανή Ημέρα (HJD) (βλ. παρ.2.1.4).



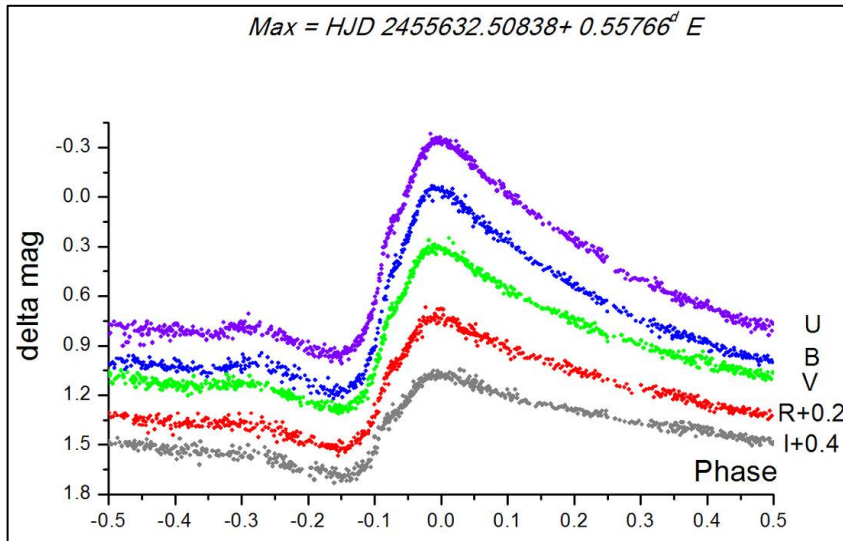
Εικόνα 2.47. Φωτομετρικές καμπύλες του δ Sct αστέρα BI CMi (*alexiosliakos.weebly.com*).

Οι παλλόμενοι αστέρες είναι περιοδικοί μεταβλητοί αστέρες, επομένως στη φωτομετρική τους καμπύλη αναζητάμε ένα επαναλαμβανόμενο γεγονός ενδιαφέροντος. Σε αντίθεση με τα διπλά εκλειπτικά συστήματα όπου το γεγονός αυτό είναι το πρωτεύον φωτομετρικό ελάχιστο, στους παλλόμενους αστέρες είναι το φωτομετρικό μέγιστο. Η χρονική στιγμή που θα συμβεί μπορεί να προβλεφθεί (υπό την προϋπόθεση ύπαρξης σταθερής περιόδου) με τη χρήση της αστρονομικής εφημερίδας περιγράφεται από τη γενική σχέση (2.3). Σε αντιστοιχία με την (2.4) που δίνεται η χρονική στιγμή του φωτομετρικού ελαχίστου για ένα εκλειπτικό σύστημα, έχουμε για τους παλλόμενους αστέρες:

$$Max = T_0 + PE \quad (2.45)$$

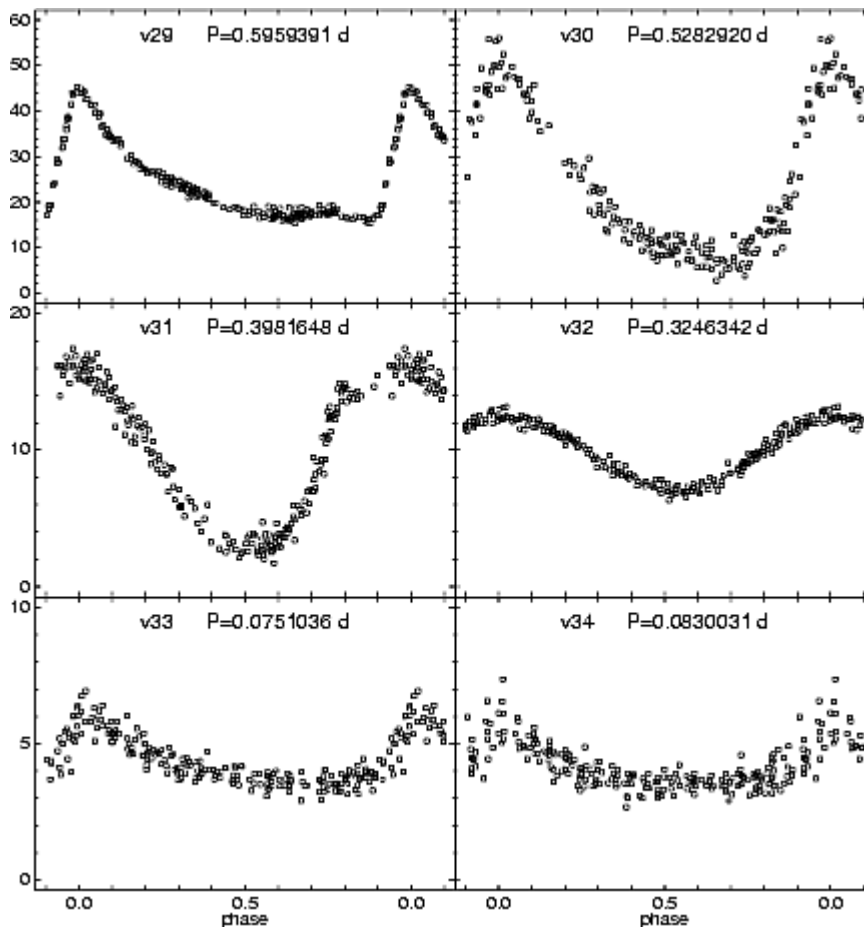
Όπου T_0 ο χρόνος ενός γνωστού φωτομετρικού μεγίστου, Max ο χρόνος ενός επόμενου μεγίστου, P η περίοδος ανάπαλσης και E ένας ακέραιος αριθμός πλήρων κύκλων ανάπαλσης που έχουν παρέλθει από το T_0 . Όπως και στα διπλά εκλειπτικά συστήματα συχνότερα χρησιμοποιείται το *διάγραμμα φάσης* (εικ. 2.48). Στο διάγραμμα αυτό απεικονίζονται οι φωτομετρικές μεταβολές του παλλόμενου αστέρα σε ένα πλήρη κύκλο ανάπαλσης. Η φάση για κάθε χρονική στιγμή T του πλήρους κύκλου ανάπαλσης υπολογίζεται από τη σχέση:

$$\Phi = \frac{T - T_0}{P} - \text{int}\left(\frac{T - T_0}{P}\right) \quad (2.46)$$



Εικόνα 2.48. Το διάγραμμα φάσης του τύπου RR Lyr αστέρα, BH Peg (alexiosliakos.weebly.com).

Η ροή ακτινοβολίας του παλλόμενου αστέρα υπολογίζεται από τη σχέση (2.6) (βλ. παρ. 2.14). Το διάγραμμα που προκύπτει είναι το διάγραμμα ροής ακτινοβολίας και δείχνει τις μεταβολές της συνολικής ροής ακτινοβολίας του παλλόμενου αστέρα (εικ 2.49).



Εικόνα 2.49. Διάγραμμα επεξεργασμένης ροής ακτινοβολίας τεσσάρων παλλόμενων αστέρων τύπου RR Lyrae (v29 – v32) και δύο παλλόμενων αστέρων τύπου SX Phoenicis (v33, v34) (Koracki, 2001).

2.2.5 Φυσική των αναπάλσεων

Η θεωρία της ανάπαλσης διατυπώθηκε από τον Harlow Sharpley το 1919 και ερμήνευσε τις περιοδικές μεταβολές λαμπρότητας των παλλόμενων αστερών. Είναι χαρακτηριστικό ότι μέχρι εκείνη την εποχή οι αστρονόμοι πίστευαν πως οι μεταβολές λαμπρότητας στους Κηφείδες προκαλούνταν από παλιρροϊκές δυνάμεις κάποιου συνοδού αστερά.

Σύμφωνα με την υπάρχουσα θεωρία, στο εσωτερικό των παλλόμενων αστερών λαμβάνουν χώρα ακτινικές ή/και μη-ακτινικές παλινδρομικές μετακινήσεις ύλης και ενέργειας που προκαλούν περιοδικές αυξομειώσεις της φαινόμενης λαμπρότητας. Οι ακτινικές αυτές ταλαντώσεις σε πρώτη προσέγγιση μπορούν να περιγραφούν από ακουστικά κύματα που διαδίδονται στο εσωτερικό των αστερών. Έστω ένα ακουστικό κύμα που διανύει όλη τη διάμετρο του αστερά ($2R_*$). Για την περίοδο ανάπαλσής του P_{pul} μπορεί να γραφτεί $P_{pul} = \frac{2R_*}{v_s}$. Η αδιαβατική

($\delta Q=0$) ταχύτητα διάδοσης σε ένα μέσο πυκνότητας ρ δίνεται από τη σχέση:

$$v_s = \sqrt{\frac{\gamma P}{\rho}} \quad (2.47)$$

όπου $\gamma = \frac{C_p}{C_v}$ ο λόγος ειδικών θερμοτήτων σταθερής πίεσης και όγκου. Χρησιμοποιώντας την υπόθεση της σταθερής πυκνότητας για τις στατικές αστρικές ατμόσφαιρες προκύπτει η εξίσωση της υδροστατικής ισορροπίας:

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM_r \rho}{r^2} \quad (2.48)$$

Θεωρώντας ότι σε απόσταση r από το κέντρο η μάζα είναι:

$$M_r = \int_0^r \rho 4\pi r'^2 dr' = \frac{4}{3} \pi r^3 \rho, \text{ με } \rho = \text{const. τότε η παραπάνω εξίσωση γίνεται:}$$

$$\frac{dP}{dr} = -G \frac{4}{3} \pi r^3 \rho \quad (2.49)$$

Ολοκληρώνοντας με τη συνοριακή συνθήκη $P(R) = 0$ παίρνουμε

$$P(r) = \frac{2}{3} \pi G \rho^2 (R^2 - r^2) \quad (2.50)$$

Με την παραδοχή ότι $v_s = v_s(r)$, τότε η περίοδος ανάπαλσης P_{pul} γίνεται κατά προσέγγιση:

$$P_{pul} \approx 2 \int_0^R \frac{dr}{v_s} \approx 2 \int_0^R \frac{dr}{\sqrt{\frac{2}{3} \gamma \pi G \rho (R^2 - r^2)}} = \sqrt{\frac{6}{\gamma \pi G \rho}} \int_0^R \frac{d\left(\frac{r}{R}\right)}{\sqrt{1 - \left(\frac{r}{R}\right)^2}} = \sqrt{\frac{6}{\gamma \pi G \rho}} \left[\arcsin\left(\frac{r}{R}\right) \right]_0^R$$

Από όπου τελικά παίρνουμε:

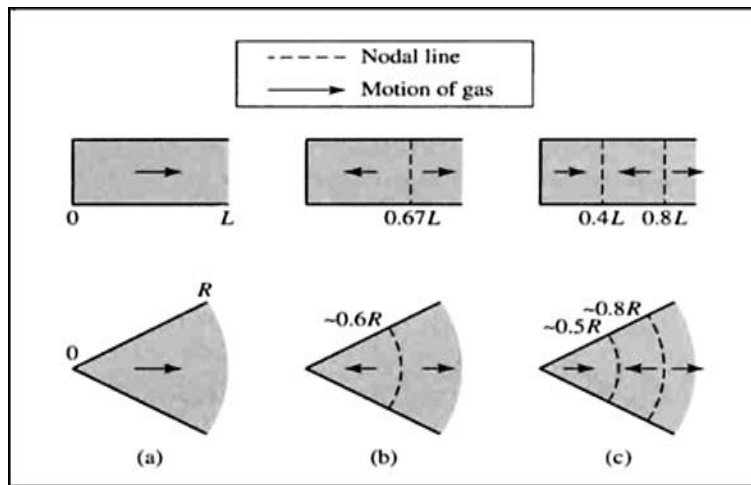
$$P_{pul} \approx \sqrt{\frac{3\pi}{2\gamma G \rho}} \quad (2.51)$$

Βλέπουμε ότι σε πρώτη προσέγγιση η περίοδος ανάπαλσης είναι αντιστρόφως ανάλογη της (μέσης) πυκνότητας του αστέρα. Επιλύοντας ως προς τις σταθερές προκύπτει:

$$P_{pul}^2 \rho = \frac{3\pi}{2\gamma G} = \text{const.} \equiv Q \quad (2.52)$$

Η οποία είναι η γνωστή **σχέση περιόδου-μέσης πυκνότητας** για τους παλλόμενους αστέρες και εξηγεί γιατί μειώνονται οι περίοδοι ανάπαλσης καθώς κατεβαίνουμε από τους λαμπρούς Κηφείδες χαμηλής πυκνότητας της ζώνης αστάθειας στους υπέρπυκνους λευκούς νάνους. Η παράμετρος Q ονομάζεται **σταθερά της ανάπαλσης**.

Η ποιοτική περιγραφή του φαινομένου της ακτινικής ανάπαλσης βασίζεται στην παραδοχή πως η ταλάντωση είναι ένα **στάσιμο κύμα** με ένα πακτωμένο δεσμό/κόμβο (node), το οποίο ταυτίζεται με το κέντρο του αστέρα, και ένα ελεύθερο άκρο/αντίδεσμο (anti-node), που είναι η



Εικόνα 2.50. Στάσιμα κύματα στο εσωτερικό ενός αστέρα που πάλλεται (α) με τον θεμελιώδη τρόπο, (b) με τον πρώτο απόηχο, (c) με τον δεύτερο απόηχο. (Carroll & Ostlie, 2007).

ελεύθερη επιφάνεια του αστέρα. Το στάσιμο αυτό κύμα μπορεί να συντηρήσει διάφορους τρόπους (modes) ταλάντωσης. Στον **θεμελιώδη τρόπο (fundamental mode)** τα κύματα του αστρικού υλικού κινούνται προς την ίδια κατεύθυνση σε κάθε σημείο του αστέρα. Με τον τρόπο αυτό πάλλεται η πλειονότητα των Κηφείδων και των W Virginis. Στον **πρώτο απόηχο (first overtone)** έχουμε έναν κόμβο μεταξύ του κέντρου και της επιφάνειας από τον οποίο το αστρικό υλικό κινείται σε αντίθετες κατευθύνσεις εκατέρωθεν. Στον **δεύτερο απόηχο (second overtone)** συναντάμε δύο κόμβους εκατέρωθεν των οποίων κινείται το αστρικό υλικό σε αντίθετες κατευθύνσεις (εικ. 2.50).

Την υποστήριξη του στη ριζοσπαστική πρόταση του Sharpley περί φωτομετρικών μεταβολών λόγω αναπάλσεων στο εσωτερικό των αστέρων έδειξε ο Eddington θεωρώντας τους αστέρες **θερμοδυναμικές μηχανές καύσης (thermodynamic heat engines)** θεμελιώνοντας την ποιοτική και μαθηματική περιγραφή. Το κλειδί στη συντήρηση των ταλαντώσεων είναι το συνολικό έργο PdV που παράγουν τα στρώματα αστρικού υλικού καθώς εξελίσσεται ο κύκλος και η ενέργεια που αποθηκεύεται κατά τη μέγιστη συμπίεση και θερμοκρασία. Το συνολικό έργο που παράγουν κατά την εξέλιξη του κύκλου ανάπαλσης τα στρώματα αυτά είναι το κλειστό ολοκλήρωμα $\oint PdV$. Αν το ολοκλήρωμα αυτό είναι θετικό ($\oint PdV > 0$), τότε τα στρώματα αυτά εναποθέτουν πρόσθετη ενέργεια στο περιβάλλον τους (άλλα κύματα/στρώματα) δίνοντας ώθηση στις ταλαντώσεις. Αν το ολοκλήρωμα είναι αρνητικό ($\oint PdV < 0$), οι ταλαντώσεις αποσβένονται. Επιπλέον, αν το αλγεβρικό άθροισμα όλων των έργων όλων των στρωμάτων

είναι θετικό τότε το πλάτος της ταλάντωσης θα αυξάνει, ενώ στην αντίθετη περίπτωση οι ταλαντώσεις εξασθενούν. Η διαδικασία θα συνεχίζεται καθώς το σύστημα τείνει προς την ισορροπία, όπου το συνολικό έργο είναι μηδέν και το πλάτος ταλάντωσης σταθεροποιείται. Όπως σε κάθε συμβατική θερμοδυναμική μηχανή καύσης, η θερμότητα που συντηρεί τις ταλαντώσεις πρέπει να εισαχθεί στο σύστημα κατά το κομμάτι του κύκλου που επικρατεί υψηλή θερμοκρασία τη στιγμή της μέγιστης συμπίεσης και να απελευθερωθεί από αυτό κατά τη στιγμή της ελάχιστης συμπίεσης στην κατάσταση ελάχιστης θερμοκρασίας.

2.2.6 Είδη και μηχανισμοί ακτινικών αναπάλσεων

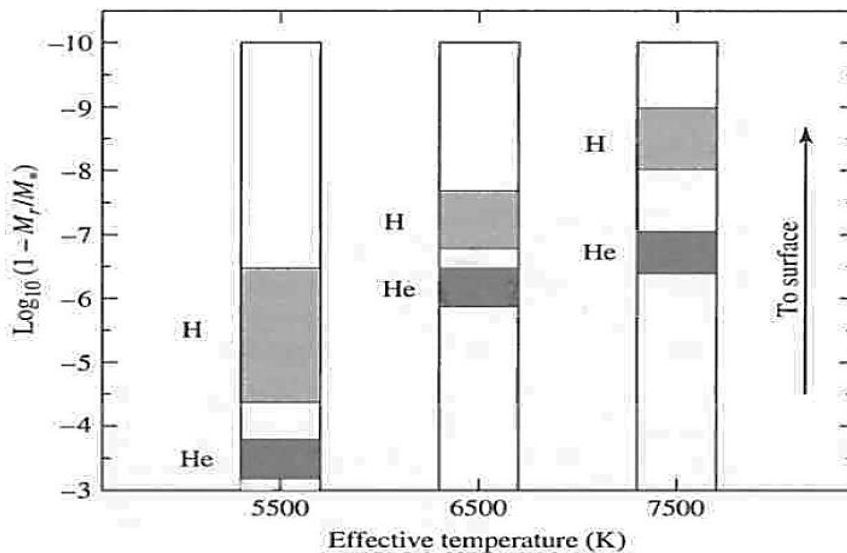
Ως πηγή συντήρησης των ταλαντώσεων, σε αναλογία με τη δεξαμενή θερμότητας μιας θερμοδυναμικής μηχανής καύσης (π.χ. Carnot), θεωρήθηκε εύλογα από τον Eddington ο πυρήνας του αστέρα. Οι υψηλές θερμοκρασίες και πιέσεις που επικρατούν εκεί είναι ικανές να αποδώσουν την απαραίτητη θερμότητα μέσω αύξησης του ρυθμού καύσης των πυρηνικών αποθεμάτων για την έναρξη του κύκλου. Σε αυτήν την περίπτωση εισέρχεται στο σύστημα μεγαλύτερη ενέργεια από τον πυρήνα από ότι εξέρχεται από τα εξωτερικά στρώματα (λαμπρότητα). Παρ' όλα αυτά, τα πλάτη που επικρατούν εκεί είναι μικρά καθώς στο μοντέλο της ανάπλασης πρόκειται για κόμβο (δεσμό). Ο ενεργειακός αυτός μηχανισμός, αν και τοπικά λειτουργεί κοντά στον πυρήνα, δεν είναι ικανός να πυροδοτήσει κύκλους αναπάλσεων σε όλον τον αστέρα. Ο μηχανισμός αυτός έναρξης/συντήρησης αναπάλσεων μέσω αύξησης του ρυθμού παραγωγής θερμοπυρηνικής ενέργειας είναι γνωστός ως **μηχανισμός- ε (epsilon mechanism)**.

Η αδυναμία του παραπάνω μηχανισμού να ερμηνεύσει τα παρατηρούμενα πλάτη αναπάλσεων ώθησε τον Eddington να προτείνει έναν εναλλακτικό μηχανισμό, τον λεγόμενο **μηχανισμό της βαλβίδας (valve mechanism)**. Σύμφωνα με την προσέγγιση αυτή, κατά τη συμπίεση ενός στρώματος αστρικού υλικού αυξάνει η *αδιαφάνειά (opacity)* του στην ακτινοβολία. Αυτό έχει ως αποτέλεσμα να παγιδεύεται ενέργεια στο εσωτερικό του ικανή να ωθήσει το στρώμα προς την επιφάνεια του αστέρα. Αυτόματα θα επέλθει αποσυμπίεση, ενώ ταυτόχρονα θα αυξηθεί η διαφάνεια/διαπερατότητα με αποτέλεσμα την απελευθέρωση της ενέργειας στα γειτονικά στρώματα. Αυτό θα έχει σαν αποτέλεσμα την εκ νέου κατάρρευση του φλοιού προς το εσωτερικό και την επανέναρξη του κύκλου. Ένα λογικό συμπέρασμα που βγαίνει μέσα από την παραπάνω διαδικασία είναι ότι η αδιαφάνεια κ πρέπει να αυξάνει με την πίεση P και άρα με τη θερμοκρασία T . Παρ' όλα αυτά κάτι τέτοιο δεν ισχύει, καθώς στην πραγματικότητα η αδιαφάνεια

μειώνεται με τη συμπίεση. Σύμφωνα με τον νόμο του *Kramer* ισχύει η σχέση $\kappa \propto \frac{\rho}{T^{3.5}}$.

Καθώς ο αστρικός φλοιός συμπιέζεται, αυξάνει η πίεση και επομένως η πυκνότητα. Ταυτόχρονα όμως αυξάνει και η θερμοκρασία και όπως βλέπουμε από την παραπάνω σχέση η αδιαφάνεια κ έχει μεγαλύτερη εξάρτηση από αυτήν από ότι από την πυκνότητα, άρα τελικά η αδιαφάνεια μειώνεται με την αύξηση της πίεσης. Εντούτοις, όπως πρότεινε ο Ρώσος αστρονόμος Zhevakin και επιβεβαίωσαν οι Kirpenhahn, Norman και Cox, ο μηχανισμός της βαλβίδας του Eddington δύναται να λειτουργήσει τοπικά σε κάποια τμήματα του αστέρα που τα ονόμασαν **Ζώνες Μερικού Ιονισμού (Partial Ionization Zones)** (εικ. 2.51). Στις ζώνες αυτές, η συμπίεση του αστρικού φλοιού προσφέρει θερμότητα η οποία εν μέρει προκαλεί περαιτέρω ιονισμούς αντί για αποκλειστική αύξηση της θερμοκρασίας. Υπό αυτές τις συνθήκες η αδιαφάνεια παύει να είναι τόσο θερμοεξαρτώμενη και αυξάνει με την αύξηση της πυκνότητας παγιδεύοντας την ενέργεια που απαιτείται για την έναρξη/συντήρηση των ταλαντώσεων (δεξαμενή θερμότητας).

Αντίστοιχα, κατά την εκτόνωση του στρώματος και την κίνησή του προς την επιφάνεια του αστέρα συντελούνται επανασυνδέσεις ιόντων με ηλεκτρόνια απελευθερώνοντας ενέργεια και αποτρέποντας έτσι την αποκλειστική μείωση της θερμοκρασίας. Ξανά, η μειωμένη ευαισθησία της κ στη θερμοκρασία επιτρέπει τη μείωσή της με τη μείωση της πυκνότητας και την ταυτόχρονη εναπόθεση ενέργειας στο αστρικό περιβάλλον και την επανέναρξη του κύκλου. Ο παραπάνω μηχανισμός συντήρησης ονομάζεται **μηχανισμός- κ (kappa mechanism)**.



Εικόνα 2.51. Ζώνες μερικού ιονισμού του υδρογόνου και του ηλίου για διάφορες θερμοκρασίες. Στον κατακόρυφο άξονα βλέπουμε το κλάσμα της μάζας που βρίσκεται πάνω από τις ζώνες (Carroll & Ostlie, 2007)

Παρ' όλο που το μοντέλο αυτό εξηγεί εν πολλοίς τα φαινόμενα της ανάπαλσης δεν αναδεικνύει την πλήρη έκταση του φαινομένου. Ο μηχανισμός- κ υποβοηθείται από έναν άλλον μηχανισμό που προκαλείται από την αδιαβατική αύξηση της θερμοκρασίας στα περιβάλλοντα στρώματα των ιονισμένων ζωνών. Οι ψυχρότερες λοιπόν ζώνες δέχονται ροή θερμότητας από τα περιβάλλοντα στρώματα με αποτέλεσμα την ενίσχυση της διαταραχής. Αυτό το φαινόμενο καλείται **μηχανισμός- γ (gamma mechanism)**.

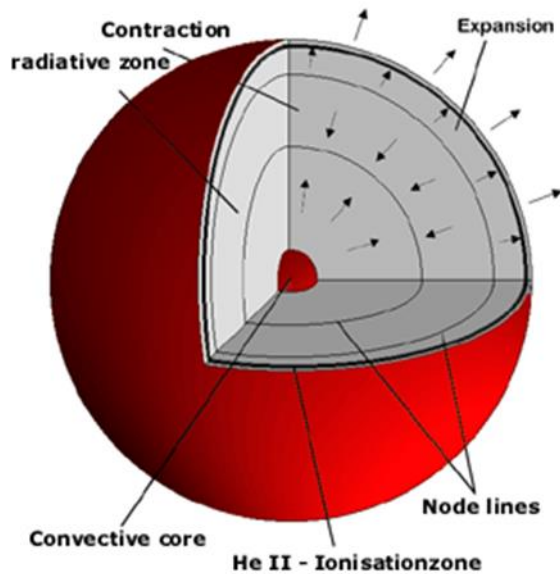
Οι μηχανισμοί αυτοί εξηγούν εν μέρει πρώτον, γιατί το φαινόμενο της ανάπαλσης είναι τόσο σπάνιο ανάμεσα στους αστρικούς πληθυσμούς και δεύτερον γιατί η ζώνη αστάθειας είναι τόσο στενή στο διάγραμμα H-R. Το βάθος των ζωνών ιονισμού εξαρτάται από την ενεργό θερμοκρασία T_{eff} . Στις υψηλότερες θερμοκρασίες οι ζώνες ιονισμού H και He βρίσκονται στην επιφάνεια του αστέρα, ενώ σε αυτές τις περιοχές η ενέργεια δεν μεταφέρεται με ακτινοβολία αλλά με ρεύματα μεταφοράς, επομένως η αδιαφάνεια χάνει τον κομβικό ρόλο της. Επιπλέον, η συνολική μάζα του αστέρα πέραν του στρώματος των ζωνών δεν είναι αρκετή για να συντηρήσει επαρκώς τις ταλαντώσεις (εικ. 2.51). Αυτά ισχύουν για τους θερμότερους φασματικούς τύπους των αστέρων της ζώνης αστάθειας. Αντίστοιχα, σε φασματικούς τύπους προγενέστερους του G συναντάμε χαμηλότερες ενεργές θερμοκρασίες (<5500 K) και οι ζώνες μερικού ιονισμού παρουσιάζονται σε βάθος ικανό να πυροδοτήσει ταλαντωτικά φαινόμενα (θεμελιώδη τρόπο, πρώτο απόηχο, εικ. 2.52). Παρ' όλα αυτά, η διάδοση της ενέργειας με μεταφορά σε μεγάλη έκταση του αστέρα, μπορεί κατά τη μέγιστη συμπίεση (ελάχιστη ακτίνα) να απελευθερώσει ενέργεια στο περιβάλλον πριν την έναρξη του κύκλου. Η απώλεια ενέργειας που συντελείται εξασθενίζει το απόθεμα ενέργειας λόγω παγίδευσης ακτινοβολίας (αύξηση αδιαφάνειας) και άρα τις διαταραχές. Τα παραπάνω ισχύουν για τους ψυχρότερους φασματικούς τύπους της ζώνης αστάθειας. Όταν η θερμοκρασία του αστέρα κινείται στους φασματικούς τύπους F και μεταγενέστερο G (τάξης 6500 K), οι ζώνες μερικού ιονισμού βρίσκονται σε

ευνοϊκό βάθος για την έναρξη ταλαντώσεων με ικανή ποσότητα μάζας αστρικού υλικού για την έναρξη της διαδικασίας που περιγράψαμε παραπάνω. Τα όρια στις θερμοκρασίες και στα βάθη των ζωνών μερικού ιονισμού που θέτουν οι παραπάνω μηχανισμοί δεν είναι απόλυτα. Παρατηρούμε παραδείγματα χάριν θερμούς γίγαντες (β Cephei) και ψυχρούς μακροπερίοδους (Mira) παλλόμενους αστέρες που συντηρούν ταλαντωτικά φαινόμενα με μεγάλα πλάτη μεταβολών. Αυτό οφείλεται στο γεγονός ότι συνεισφέρουν και άλλοι μηχανισμοί αύξησης της αδιαφάνειας συνδυαστικά. Στο παράδειγμα των θερμών γιγάντων φασματικού τύπου B αστέρων (β Cephei) φαίνεται πως η επίτευξη και συντήρηση των διαταραχών οφείλεται τόσο στην ύπαρξη των μηχανισμών κ και γ όσο και στην υψηλή περιεκτικότητα τους σε σίδηρο (Fe). Ο σίδηρος σε αυτούς τους αστέρες φαίνεται πως επιδρά στην αδιαφάνεια και συνεισφέρει στις αναπάλσεις.

Οι δύο κύριες ζώνες μερικού ιονισμού που εμφανίζονται συνήθως στους αστέρες περιέχουν τα δύο αφθονότερα στοιχεία των αστέρων. Στην πρώτη ζώνη συντελούνται ιονισμοί υδρογόνου $H I \rightarrow H II$ και ηλίου $He I \rightarrow He II$. Οι ιονισμοί αυτοί συμβαίνουν σε χαρακτηριστικές θερμοκρασίες 10.000-15.000 K και το στρώμα στο οποίο λαμβάνουν χώρα ονομάζεται *Ζώνη Μερικού Ιονισμού του Υδρογόνου*. Στη δεύτερη ζώνη, η οποία βρίσκεται και βαθύτερα, λαμβάνει χώρα ο δεύτερος ιονισμός ηλίου $He II \rightarrow He III$ σε θερμοκρασία 40.000 K. Αυτή η ζώνη ονομάζεται *Ζώνη Μερικού Ιονισμού του He II*. Όπως δείχνουν οι μέχρι τώρα αριθμητικές αναλύσεις, η ζώνη αυτή ευθύνεται κυρίως για τα φαινόμενα αναπάλσεων που παρατηρούμε σε όλους αυτούς τους αστέρες, ενώ η ζώνη του υδρογόνου διαδραματίζει δευτερεύοντα ρόλο.

2.2.7 Μη-ακτινικές αναπάλσεις

Τα φαινόμενα αναπάλσεων και η αστρική δομή εκτείνονται πέρα από ένα απλοποιημένο μοντέλο ακτινικών διαταραχών. Πολλοί από τους παλλόμενους αστέρες παρουσιάζουν πολυπλοκότερες μη ομοιόμορφες ταλαντώσεις, των οποίων οι ακτινικές είναι ειδική περίπτωση. Αυτές μπορούν να περιγραφούν μαθηματικά από μη σφαιρικές λύσεις στις διαφορικές εξισώσεις. Οι λύσεις των εξισώσεων αυτών περιγράφουν κύματα αστρικού υλικού που διαδίδεται περιμετρικά του αστέρα χωρίς αυτός να περιστρέφεται. Επίσης, οι λύσεις που περιγράφουν τις μη-ακτινικές αυτές ταλαντώσεις αναπαριστώνται από τα πραγματικά μέρη των σφαιρικών αρμονικών Y που χαρακτηρίζονται από δύο ακεραίους l, m και εξαρτώνται από την πολική (θ) και την αζιμουθιακή γωνία (ϕ). Σε αναλογία με τους κβαντικούς αριθμούς τροχιακής στροφορμής στην κβαντομηχανική, έχουμε τον l ο οποίος είναι μη αρνητικός

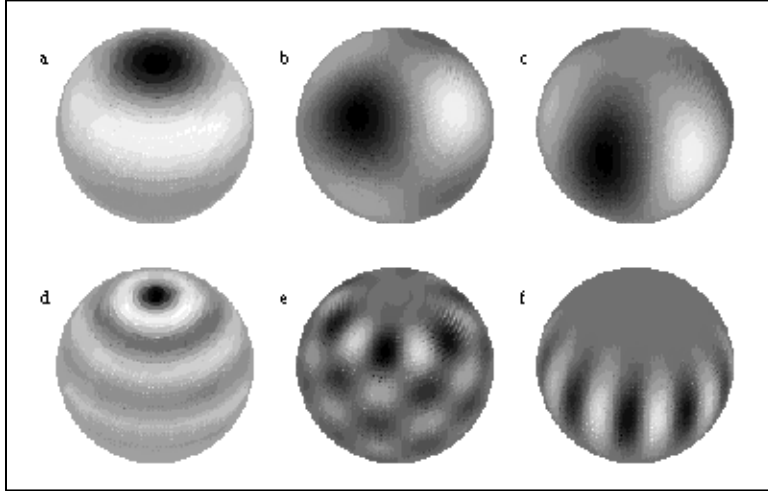


Εικόνα 2.52. Σχηματική αναπαράσταση ενός ακτινικά παλλόμενου αστέρα στο δεύτερο απόηχο (univie.ac.at).

ακέραιος και τον m που παίρνει $2l+1$ ακέραιες τιμές μεταξύ των $-l$ και l . Η μαθηματική τους έκφραση είναι η εξής:

$$Y_l^m(\theta, \varphi) = (-1)^m \left(\frac{2l+1}{4\pi} \frac{(l-m)!}{(l+m)!} \right)^{1/2} P_l^m(\cos \theta) e^{im\varphi} \quad (2.53)$$

Ο αριθμός l είναι ανάλογος με τις δεσμικές/κομβικές γραμμές (node lines) των ακτινικών διαταραχών και δείχνει την ύπαρξη l κομβικών κύκλων (nodal circles), όπου η ακτινική μετατόπιση είναι μηδέν ($\delta r=0$). Οι $|m|$ από αυτούς τους κύκλους θα περνάνε από τους πόλους και οι



Εικόνα 2.53. Χάρτες ταχυτήτων επιφανειακών ταλαντώσεων. Η απεικόνιση αφορά μη-ακτινικές ταλαντώσεις των παρακάτω τύπων: (α) $l=3, m=0$, (β) $l=10, m=2$, (γ) $l=3, m=3$, (δ) $l=10, m=0$, (ε) $l=10, m=6$, and (φ) $l=10, m=10$. Οι σκοτεινές περιοχές δείχνουν κίνηση προς το εσωτερικό, ενώ οι φωτεινές προς το εξωτερικό του αστέρα (cfa.harvard.edu).

υπόλοιποι $l-|m|$ θα είναι παράλληλοι στον ισημερινό (εικ. 2.53). Για $l=m=0$ έχουμε αναγωγή σε καθαρά ακτινική ανάπαυση. Ποιοτικά, η παραπάνω εξίσωση περιγράφει τη διάδοση μικρού πλάτους διαταραχών οριζοντίως και ακτινικά με την ταχύτητα του ήχου. Η κινητήριος αιτία της διάδοσης αυτής είναι η πίεση και γι' αυτόν τον λόγο αυτές οι μη ακτινικές ταλαντώσεις ονομάζονται **τύπου-p (p-mode)**. Είναι χαρακτηριστικό πως οι τύπου-p ταλαντώσεις παρουσιάζουν τη μέγιστη ακτινική σχετική μετατόπιση (δr) στον επιφανειακό φλοιό του αστέρα. Μπορούμε να κάνουμε μια εκτίμηση της γωνιακής συχνότητας μιας τύπου-p ταλάντωσης αν υπολογίσουμε τον χρόνο που χρειάζεται ένα ακουστικό κύμα να διανύσει ένα οριζόντιο μήκος κύματος. Αν το οριζόντιο μήκος κύματος λ_h δίνεται από τη σχέση:

$$\lambda_h = \frac{2\pi r}{\sqrt{l(l+1)}} \quad (2.54)$$

όπου r η ακτινική απόσταση από το κέντρο του αστέρα. Τότε η **ακουστική συχνότητα** σ_l είναι:

$$\sigma_l = \frac{2\pi}{T_h} \quad (2.55)$$

όπου T_h ο χρόνος που χρειάζεται το ακουστικό κύμα να διανύσει το λ_h . Από εδώ αν $\lambda_h = v_s T_h$,

τότε λόγω της (2.52) προκύπτει $T_k = \frac{2\pi r}{v_s \sqrt{l(l+1)}}$, ενώ αν λάβουμε υπ' όψιν την αδιαβατική

ταχύτητα του ήχου $v_s = \sqrt{\frac{\gamma P}{\rho}}$ και αντικαταστήσουμε στη (2.53) παίρνουμε τελικά:

$$\sigma_l = \sqrt{\frac{\gamma P}{\rho}} \frac{\sqrt{l(l+1)}}{r} \quad (2.56)$$

Το κυριότερο συμπέρασμα από εδώ είναι ότι επειδή $P/\rho \propto T$ θα είναι $\sigma_l \propto T^{1/2}$. Δηλαδή η ακουστική συχνότητα αυξάνει προς το εσωτερικό του αστέρα όπου επικρατούν υψηλότερες θερμοκρασίες και μειώνεται με την αύξηση της r . Ένας γενικότερος τύπος που χρησιμοποιείται για την περιγραφή των ακουστικών συχνοτήτων τύπου - p αναπάλσεων είναι ο παρακάτω.

$$\sigma_{nl} \approx 2\pi\Delta\nu(n+l/2+\varepsilon) \quad (2.57)$$

Η σχέση αυτή περιέχει τον αριθμό των κόμβων των ακτινικών αναπάλσεων n , τον παράγοντα ε , που εξαρτάται από τη δομή του αστέρα και τον όρο $\Delta\nu = \left(2\int_0^R \frac{dr}{v_s}\right)^{-1}$ που είναι το αντίστροφο του χρόνου που χρειάζεται το ακουστικό κύμα να διανύσει την ακτίνα του αστέρα.

Ένας άλλος τρόπος μη ακτινικών ταλαντώσεων εμπλέκει τη βαρύτητα ως αίτιο συντήρησης των ταλαντώσεων. Οι ταλαντώσεις που έχουν ως γενεσιουργό αιτία τη βαρύτητα ονομάζονται μη-ακτινικές αναπάλσεις **τύπου-g (g-mode)**. Οι αναπάλσεις αυτού του τύπου παράγονται από ενδογενή αναδυόμενα κύματα οφειλόμενα στη βαρύτητα που προκαλούν μη-ακτινικές διαταραχές χωρίς ακτινικό ανάλογο, ενώ έχουν άμεση συσχέτιση με την *πλευστότητα (buoyancy)*. Μπορούμε να αντιληφθούμε αυτήν τη βαρυτικής προέλευσης διαταραχή, αν θεωρήσουμε μια μικρή φούσκα αστρικού υλικού μετατοπισμένη από τη θέση ισορροπίας της κατά dr . Αν δεχτούμε ότι **(i)** η μετατόπιση λαμβάνει χώρα αρκετά αργά ώστε η πίεση στο εσωτερικό της σφαίρας να είναι πάντα ίση με την πίεση περιβάλλοντα χώρου αλλά και **(ii)** αρκετά γρήγορα ώστε να μην έχουμε ανταλλαγή θερμότητας μεταξύ σφαίρας και περιβάλλοντος, ώστε να εξασφαλίσουμε την αδιαβατικότητα της διαδικασίας, τότε η δύναμη επαναφοράς ανά μονάδα μάζας αποδεικνύεται ότι είναι:

$$f_{vol} = \left(\frac{1}{\rho} \frac{d\rho}{dr} - \frac{1}{\gamma P} \frac{dP}{dr} \right) \rho g dr \quad (2.58)$$

όπου η τοπική επιτάχυνση της βαρύτητας σε απόσταση r από το κέντρο του αστέρα είναι $g = GM_r/r^2$. Αν θέσουμε για ευκολία $A \equiv \frac{1}{\rho} \frac{d\rho}{dr} - \frac{1}{\gamma P} \frac{dP}{dr}$, τότε $f_{vol} = \rho A g dr$ και για $A > 0$ θα

έχουμε συνεχή απομάκρυνση από τη θέση ισορροπίας και συντήρηση των ταλαντώσεων. Αντίθετα, αν $A < 0$ τότε η δύναμη επαναφοράς θα είναι αρνητική και θα τείνει να επαναφέρει τη φούσκα στη θέση ισορροπίας. Έτσι σε αναλογία με τον νόμο του Hooke ($f_{επαναφοράς} = -kx$) θα έχουμε μια απλή αρμονική κίνηση γύρω από τη θέση ισορροπίας. Αν τώρα διαιρέσουμε τη δύναμη αυτή με τη μάζα ανά μονάδα όγκου (πυκνότητας ρ) παίρνουμε την επιτάχυνση $\alpha = \frac{f_{vol}}{\rho} = A g dr$, όπου πάλι σε αναλογία με την απλή αρμονική κίνηση ($\alpha = -\omega^2 x$) έχουμε

$\alpha = -N^2 dr = A g dr$ από όπου τελικά εξάγουμε τη *γωνιακή συχνότητα* N της φούσκας γύρω από τη θέση ισορροπίας:

$$N = \sqrt{-A g} = \sqrt{\left(\frac{1}{\rho} \frac{d\rho}{dr} - \frac{1}{\gamma P} \frac{dP}{dr} \right) g} \quad (2.59)$$

η οποία καλείται και **συχνότητα Brunt-Vaisala** και είναι μηδέν στο κέντρο του αστέρα και στα άκρα των ζωνών μεταφοράς όπου $A=0$.

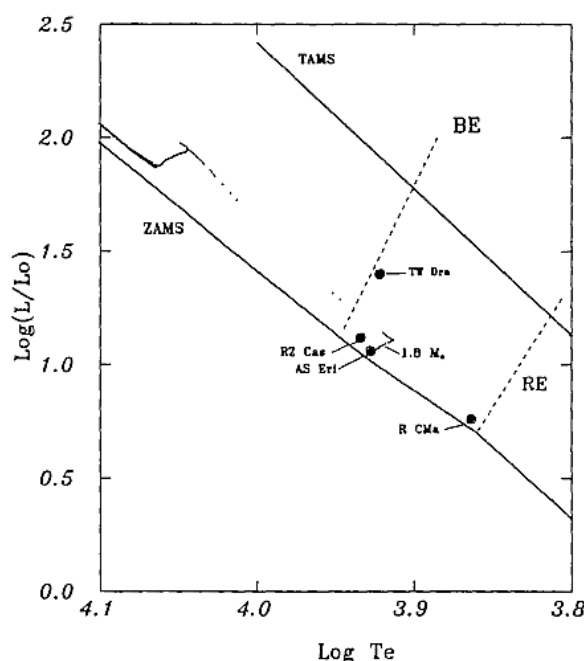
2.3 Εκλειπτικά συστήματα με παλλόμενο μέλος

2.2.1 Εισαγωγή στα εκλειπτικά συστήματα με παλλόμενο μέλος

Τα φαινόμενα που περιγράψαμε στις προηγούμενες δύο παραγράφους, αφορούσαν τα τροχιακά χαρακτηριστικά και τις απόλυτες παραμέτρους διπλών συστημάτων (παρ. 2.1.) και τις διεργασίες που διαδραματίζονται στο εσωτερικό μεμονωμένων παλλόμενων μεταβλητών αστέρων (παρ 2.2). Αν τα παραπάνω αποτελούν πλούσιες πηγές αστροφυσικής πληροφορίας μεμονωμένα, τότε ο συνδυασμός τους, όπως και έχει παρατηρηθεί, αποτελεί ένα πολύ ενδιαφέρον και πολυποίκιλο αντικείμενο για μελέτη.

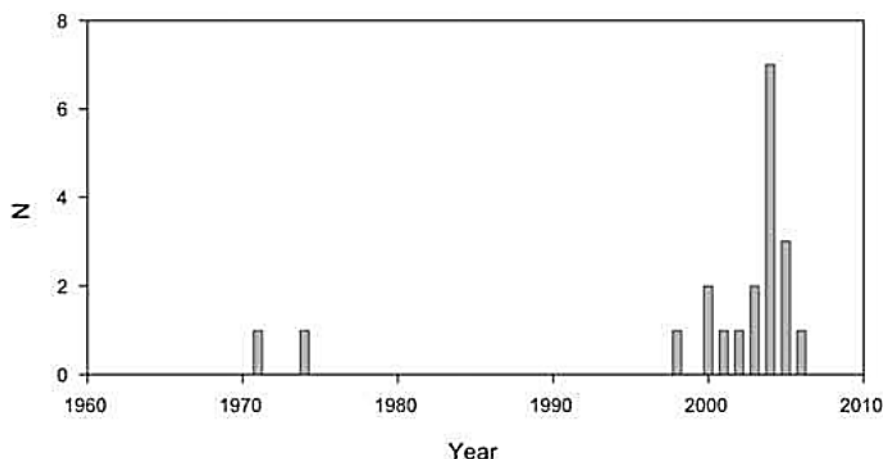
2.2.2 Ιστορικά στοιχεία εκλειπτικών συστημάτων με παλλόμενο μέλος

Αν και οι πρώτες ανακαλύψεις διπλών συστημάτων με παλλόμενους συνοδούς έγιναν κατά τη δεκαετία του '70 (Tempesti 1971, Broglia & Marin 1974, McNally & Austin 1977, Jørgensen & Grønbech 1978), οι πρώτες μελέτες τέτοιων αστρονομικών αντικειμένων ξεκίνησαν σχετικά πρόσφατα όταν άρχισαν να παρατηρούνται διπλά συστήματα με παλλόμενους συνοδούς κυρίως δ Scuti (εικ. 2.54). Μία πρώιμη λίστα παλλόμενων αστέρων ως πιθανά μέλη διπλών συστημάτων παρουσίασε ο Szatmary (1990) και περιείχε όλα τα γνωστά συστήματα μέχρι εκείνη την εποχή. Επίσης, στον κατάλογο των Rodriguez et al. (2000) περιέχονταν εκτός των μεμονωμένων αστέρων, 86 δ Scuti αστέρες οι οποίοι ήταν μέλη διπλών ή πολλαπλών συστημάτων. Βασισμένοι σε αυτόν τον κατάλογο, οι Rodriguez & Breger (2001) δημοσίευσαν λίστα με 15 δ Scuti αστέρες ως μέλη διπλών συστημάτων. Είναι χαρακτηριστικό ότι μόνο τρία τέτοια συστήματα στη Ζώνη Αστάθειας είχαν παρατηρηθεί μέχρι το 2000. Μεγάλη συνεισφορά στο πρώιμο αυτό στάδιο ανακαλύψεων είχαν οι ερευνητικές ομάδες Central Asian Network (Mkrichian et al. 2002) και South Korean Network (Kim et al. 2002) που μέχρι το 2006 είχαν ανακαλύψει 25 τέτοια αστρονομικά αντικείμενα της Ζώνης Αστάθειας καθώς και μεμονωμένες μελέτες (Gazeas & Niarchos 2005, Gazeas et al. 2004a, 2004b). Τις



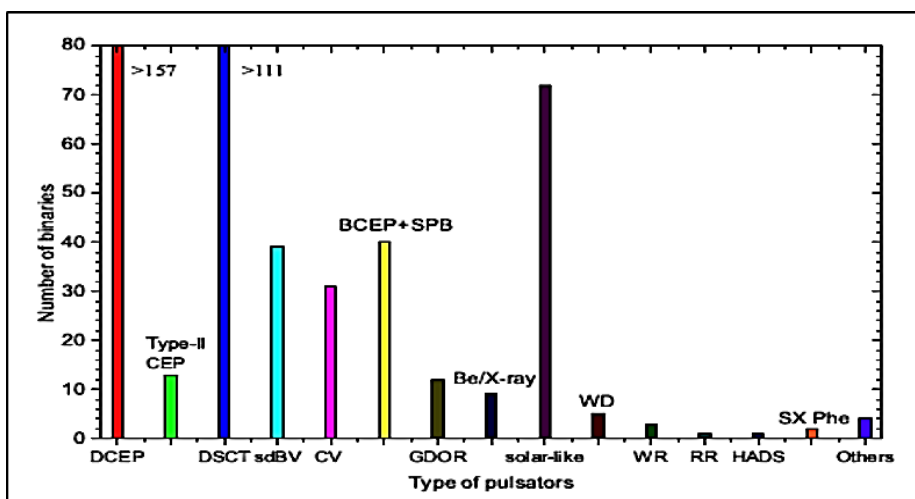
Εικόνα 2.54. Η θέση μερικών από τους πρώτους παλλόμενους συνοδούς διπλών συστημάτων που παρατηρήθηκαν στη Ζώνη Αστάθειας (Mkrichian et al. 2002).

αρχικές μελέτες ακολούθησαν πρόσθετες ανακαλύψεις (εικ. 2.55) και δημοσιεύσεις καταλόγων (Soydugan et al 2006), που περιείχαν επιβεβαιωμένα και μη τέτοια συστήματα. Τα επόμενα χρόνια οι νέες προσθήκες διπλών συστημάτων με παλλόμενο συνοδό συνεχίστηκαν ενώ στα αρχικά συστήματα με δ Scuti μέλη προστέθηκαν και άλλα με παλλόμενους συνοδούς άλλων τύπων (εικ. 2.56). Το 2010 ο Zhou παρουσίασε έναν κατάλογο με 89 διπλά συστήματα με παλλόμενους συνοδούς διαφόρων τύπων, ενώ ανανέωσε τον κατάλόγό του το 2014. Οι Liakos et al. (2012) παρουσίασαν έναν κατάλογο από 74 παλλόμενους δ Scuti αστέρες –μέλη διπλών συστημάτων ύστερα από συστηματική έρευνα, ενώ οι Chang et al. (2013) δημοσίευσαν τον πιο πρόσφατο κατάλογο δ Scuti αστέρων (1578 στο σύνολο) από τους οποίους οι 141 αποτελούν μέλη διπλών ή πολλαπλών συστημάτων. Τέλος, στον ανανεωμένο κατάλογο των Liakos & Niarchos (2015, 2016a, 2016b) παρουσιάζονται νέες προσθήκες και ιδιότητες τέτοιων συστημάτων.



Εικόνα 2.55. Ο ρυθμός ανακάλυψης διπλών συστημάτων τύπου οΕΑ (αριθμός ανά χρόνο) μέχρι το 2007 (Mkrichian 2007).

Τα αποτελέσματα των ερευνών τέτοιων συστημάτων έδειξαν εξελικτικές αποκλίσεις σε σχέση με τους μεμονωμένους δ Scuti. Παρ' όλα αυτά υπήρξαν πολλές ομοιότητες όσον αφορά στις ιδιότητες και την προέλευση των αναπάλσεων. Οι πρώτες μελέτες τέτοιων αστρικών συστημάτων έγιναν από τους Mkrichian et al. (2002) όπου παρατηρήθηκαν διπλά συστήματα κυρίως ημιαποχωρισμένα τύπου Algol με μεταφορά μάζας στον παλλόμενο αστέρα από το πιο



Εικόνα 2.56. Κατανομή του αριθμού των διαφόρων τύπων παλλόμενων αστέρων ως μέλη διπλών συστημάτων (Zhou 2014).

εξελιγμένο μέλος. Το γεγονός πως οι παλλόμενοι αυτοί αστέρες –μέλη διπλών συστημάτων βρίσκονται στη Ζώνη Αστάθειας, τους καθιστά πλέον κατάλληλους για μελέτες **αστεροσεισμο-**

λογίας (εικ. 2.52). Τα συστήματα με τα παραπάνω χαρακτηριστικά οι Mkrtichian et al. (2002) τα προσδιόρισαν ως τους φασματικού τύπου (B) A-F προσαυξανόμενης – μάζας, κύριας – ακολουθίας παλλόμενους αστέρες σε ημιαποχωρισμένο σύστημα τύπου Algol⁸. Αργότερα επικράτησε παρόλα αυτά η ονομασία **οEA (oscillating EA stars)**. Η ονομασία αυτή επιλέχθηκε συν τοις άλλοις για να αποφευχθεί η συσχέτιση με τα συστήματα που είναι καταγεγραμμένα ως EA/DSCT στον GCVS και πρόκειται για διπλά αποχωρισμένα συστήματα φωτομετρικής καμπύλης τύπου Algol με παλλόμενο συνοδό δ Scuti. Οι πρώτες αναλύσεις οEA συστημάτων αφορούσαν κυρίως παλλόμενους συνοδούς τύπου δ Scuti, παρ' όλα αυτά η παραπάνω ονομασία αναφέρεται σε κάθε σύστημα με παλλόμενο μέλος. Έως σήμερα έχουν αναγνωριστεί πάνω από δέκα τύποι παλλόμενων αστερών ως μέλη διπλών και πολλαπλών συστημάτων (Κηφείδες, γ Doradus, RR Lyrae κ.α., πιν. 2.3). Ο Szabados (2003) παρουσίασε μια λίστα κλασσικών Κηφείδων και έδειξε ότι ένα μεγάλο ποσοστό από αυτούς βρίσκονται σε διπλά ή και πολλαπλά συστήματα.

Πίνακας 2.3. Στατιστική των διπλών αστρικών συστημάτων με παλλόμενο μέλος (Zhou 2014).

Type of pulsators	Classes of stellar systems				
	Group Sum	Eclipsing inaries	Spectroscopic Binaries	Visual Binaries	Others ⁱ
DCEP: Galactic	153	3	123	20	20
DCEP: Extragalactic	4	4	0	0	-
Type II Cepheids	14	7	7	0	-
DSCT: δ Scuti-type	111	95	13	1	7
Solar-like oscillators+RGB	72	65	4	2	1
sdBV: pulsating subdwarf B/O	39	15	24	-	1
CV: cataclysmic variable	31	29	3	0	0
BCEP: β Cep-type	25	10	11	-	5
SPB: slowly pulsating B stars	15	3	10	2	2
GDOR: γ Dor-type	12	10	2	0	-
Be/X-ray pulsators	9	9	0	0	-
WD: pulsating white dwarf	6	3	3	0	-
WR: Wolf-Rayet stars	3	3	0	0	-
SX Phe-type	2	2	0	0	-
BY Dra-type	1	1	0	0	-
HADS: high-amplitude DSCT	1	1	0	0	-
RR Lyr-type	1	1	0	0	-
Non-classified	2	1	1	0	-
Total	501	262	201	23	36

ⁱ Column 'Others' for triple/multiple systems and unidentified

ⁱⁱ Galactic classical Cepheids in binaries are adopted from Szabados (2003)

⁸ Η αναφορά αφορά τις εξελικτικές ιδιότητες τέτοιων συστημάτων και όχι τη μορφή της καμπύλης φωτός

2.3.3 Εκλειπτικά συστήματα με παλλόμενο μέλος δ Scuti

Οι παλλόμενοι αστέρες τύπου δ Scuti αποτελούν πολύ σημαντικά αστρονομικά αντικείμενα γιατί εκτός των άλλων έχουν συνεισφέρει τα μέγιστα στις μελέτες αστεροσεισμολογίας. Όπως είδαμε είναι αστέρες φασματικού τύπου A-F με περιόδους που κυμαίνονται στην περιοχή των 20 min – 8 hrs και πάλλονται με ακτινικές και μη ακτινικές αναπάλσεις τύπου- p (και πιθανότατα τύπου- g) και φωτομετρικά μεγέθη μικρότερα του 1 mag. Επιπλέον, αποτελούν τους δεύτερους πολυπληθέστερους παλλόμενους αστέρες στον Γαλαξία μας μετά τους λευκούς νάνους. Η μεταβλητότητα του πρότυπου αστέρα της κατηγορίας των δ Scuti αστερών ανακαλύφθηκε από τον Fath (1935). Ο Smith (1955) αποκάλεσε τους αστέρες αυτούς “νάνους Κηφείδες” λόγω της διαφοράς στη μεταλλικότητα σε σχέση με τους RR Lyrae και την διαφορετική σχέση περιόδου - λαμπρότητας που ακολουθούσαν. Ο Breger (1979, 1980) πρότεινε την ονομασία “delta Scuti stars” η οποία είναι ευρέως αποδεκτή σήμερα. Αυτή η ονομασία αναφέρεται κυρίως στους αστέρες πλούσιους σε μέταλλα (πληθυσμού I). Οι φτωχοί σε μέταλλα αστέρες αυτής της κατηγορίας (πληθυσμού II) αναφέρονται όπως είπαμε ως *SX Phoenicis*. Οι McNamara & Feltz (1978) προσδιόρισαν την σχέση περιόδου-φωτεινότητας ως:

$$M_V = -3.25(12) \log P_{pul} - 145(11), \quad (2.60)$$

ενώ ο Breger (1979) εξήγαγε τη σχέση περιόδου-φωτεινότητας-δείκτη χρώματος από παρατηρησιακά δεδομένα:

$$M_V = -3.052 \log P_{pul} + 8.456 (b - y) - 3.121(0.31) \quad (2.61)$$

Όπως έδειξαν μελέτες δεκαετιών, οι δ Scuti αστέρες παρουσιάζουν ακτινικές και μη ακτινικές αναπάλσεις που πυροδοτούνται και συντηρούνται στις Ζώνες Μερικού Ιονισμού του H και του He στο εσωτερικό του αστέρα και περιγράφονται ικανοποιητικά από τους μηχανισμούς κ και γ. Οι αστέρες αυτοί όπως είδαμε εντοπίζονται στα όρια της Κυρίας Ακουλουθίας με τη Ζώνη Αστάθειας και αποτελούν μικρό κλάσμα της συνολικής εξέλιξης ενός αστέρα. Τα παραπάνω τους καθιστούν αυτόματα κατάλληλους στόχους για μελέτες αστεροσεισμολογίας.

Όπως σημειώνουν οι Mkrtychian et al. (2007) στα συστήματα οΕΑ με δ Scuti μέλος λαμβάνει χώρα μεταφορά μάζας μέσω του σημείου Lagrange L_1 από τον εξελιγμένο συνοδό προς το παλλόμενο μέλος. Αυτό δημιουργεί προσαύξηση μάζας στην αστρική επιφάνεια του παλλόμενου μέλους τροποποιώντας έτσι τη μάζα, την ακτίνα και την πυκνότητά του. Αυτό έχει σαν αποτέλεσμα να επηρεάζεται η εξέλιξή, του η οποία εξαρτάται πλέον από τον ρυθμό προσαύξησης μάζας. Εν τέλει, παρά το γεγονός ότι παρουσιάζουν κοινά χαρακτηριστικά όσον αφορά στις αναπάλσεις, οι δ Scuti αστέρες-μέλη διπλών συστημάτων δεν πρέπει να συγχέονται με τους μεμονωμένους ή τους αστέρες-μέλη αποχωρισμένων συστημάτων (Mkrtychian et al. 2002). Ομοίως, οι δ Scuti αστέρες που είναι μέλη οΕΑ συστημάτων παρουσιάζουν μεταβολές στις αναπάλσεις τους. Αυτές οι μεταβολές οφείλονται είτε στην προσαύξηση μάζας από τον εξελιγμένο συνοδό ή στις παλιρροϊκές δυνάμεις μεταξύ των μελών, ενώ συντηρούν ή μεταβάλλουν τους μηχανισμούς αναπάλσεων που περιγράφηκαν (παρ. 2.2.6, 2.2.7). Οι Soyduğan et al. (2006) χρησιμοποιώντας ένα δείγμα 20 συστημάτων με μέλος δ Scuti επιχείρησαν να κάνουν μια πρώτη συσχέτιση της τροχιακής περιόδου με την περίοδο ανάπαλσης. Η προσαρμογή της καμπύλης στα δεδομένα έδωσε:

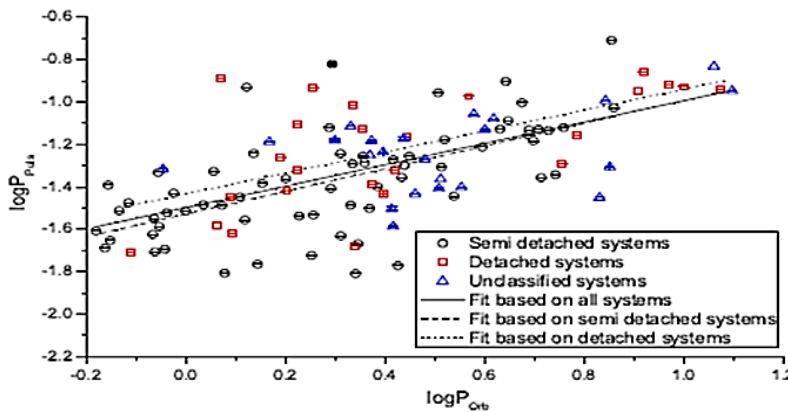
$$P_{pul} = 0.02(2)P_{orb} - 0.005(8) \quad (2.62)$$

Οι Liakos et al. (2012) βασισμένοι σε 74 συστήματα με δ Scuti, εξήγαγαν την εξής λογαριθμική σχέση τροχιακής περιόδου-ανάπαλσης:

$$\log P_{pul} = -1.53(3) + 0.58(7) \log P_{orb} \quad (2.63)$$

Την ίδια σχέση επαναπροσδιόρισαν (Liakos & Niarchos 2016b) με τη χρήση και των 199 γνωστών μέχρι σήμερα συστημάτων (εικ. 2.57) με καθορισμένη τροχιακή περίοδο και περίοδο ανάπαλσης:

$$\log P_{pul} = -1.50(3) + 0.50(6) \log P_{orb} \quad (2.64)$$



Εικόνα 2.57. Η λογαριθμική σχέση μεταξύ περιόδου ανάπαλσης και τροχιακής περιόδου για τα συστήματα με παλλόμενο μέλος τύπου δ Scuti με $P < 13$ days. Διακρίνονται οι προσαρμογές (συνεχής και διακεκομμένες γραμμές) για διάφορα πακέτα συστημάτων (όλα, ημιαποχωρισμένα, αποχωρισμένα) (Liakos & Niarchos 2016b).

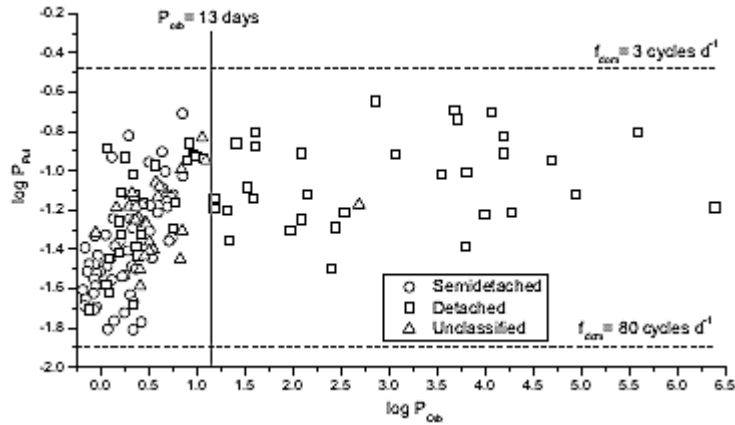
Οι Zhang et al. (2013) επιχείρησαν την πρώτη θεωρητική θεμελίωση της σχέσης αυτής εξάγοντας τη θεωρητική σχέση:

$$P_{pul} = \frac{G^{1/2}}{2\pi} Q f_1^{3/2} r_{cr1}^{3/2} (1+q)^{1/2} P_{orb}, \quad (2.65)$$

όπου Q η σταθερά ανάπαλσης, r_{cr1} η ισοδύναμη κρίσιμη ακτίνα Roche και f ο παράγοντας πλήρωσης (filling factor) του λοβού Roche ο οποίος ορίζεται ως $f_1 = r_1/r_{cr1}$, όπου r_1 η ισοδύναμη ακτίνα του παλλόμενου αστέρα. Αν εκφράσουμε τις περιόδους σε ημέρες, τις ακτίνες και τις μάζες σε ηλιακές μονάδες και υιοθετήσουμε τη λογαριθμική μορφή η εξίσωση γίνεται:

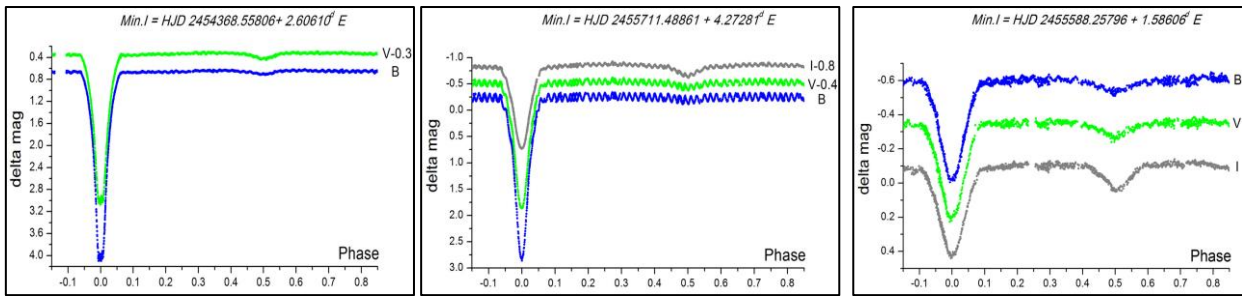
$$\log P_{pul} = \log a + \log P_{orb} \quad (2.66)$$

όπου $a = \frac{Q}{0.116} f_1^{3/2} r_{cr1}^{3/2} (1+q)^{1/2} P_{orb}$. Η ποσότητα a παρ' όλα αυτά δεν είναι σταθερή αλλά εξαρτάται από το λόγο μαζών, την τιμή της σταθεράς ανάπαλσης αλλά και τον παράγοντα πλήρωσης του εκάστοτε συστήματος. Τις παραπάνω μελέτες ακολούθησε μία λίστα 107 συστημάτων με δ Scuti αστέρα από τους Liakos & Niarchos (2015) και παρατηρήθηκε για πρώτη φορά ένα κατώφλι κοντά στις 13 days για την τροχιακή περίοδο κάτω από το οποίο οι δύο περίοδοι παρουσιάζουν ισχυρή συσχέτιση, ενώ πέρα από αυτό οι δύο ποσότητες δείχνουν να είναι ανεξάρτητες (εικ. 2.58).



Εικόνα 2.58. Διάγραμμα συσχέτισης τροχιακής περιόδου - περιόδου ανάπαλσης για ημιαποχωρισμένα (κύκλοι), αποχωρισμένα (τετράγωνα) και αταξι-νόμητα (τρίγωνα) συστήματα με μέλος δ Scuti. Διακρίνεται το κατώφλι των περίπου 13 days πέρα από το οποίο οι δύο περίοδοι αποσυσχετίζονται (Liakos & Niarchos 2016b).

Οι μελέτες αστροσεισμολογίας πάνω σε τέτοια αστρονομικά αντικείμενα βασίζονται σε μεγάλο βαθμό στα υψηλής ποιότητας δεδομένα που είμαστε σε θέση να λάβουμε. Πέραν από τις επίγειες παρατηρήσεις (εικ. 2.59) λαμβάνουμε όπως είδαμε και διαστημικές. Παράλληλα, οι ελεύθερες βάσεις δεδομένων που έχουν δημιουργηθεί (Prša et al. 2011) δίνουν τη δυνατότητα εξαγωγής και επεξεργασίας όλο και περισσότερων δεδομένων με στόχο την κατανόηση των φαινομένων που διέπουν τα συστήματα αυτά.



Εικόνα 2.59. Φωτομετρικές καμπύλες διπλών συστημάτων με δ Scuti μέλος (οΕΑ). Από τα αριστερά προς τα δεξιά: TZ Eri, BO Her, CL Lyn (alexiosliakos.weebly.com).

ΚΕΦΑΛΑΙΟ 3

Η ΔΙΑΣΤΗΜΙΚΗ ΑΠΟΣΤΟΛΗ KEPLER

3.1 Εισαγωγικά στοιχεία της διαστημικής αποστολής Kepler

Η αστρονομία και η αστροφυσική γνώρισαν μεγάλη άνθιση όταν οι επιστήμονες έκαναν χρήση κάποιων τεχνολογικών ανακαλύψεων και εφαρμογών που τους επέτρεψαν να διευρύνουν τους ορίζοντές τους και να βελτιστοποιήσουν τις παρατηρήσεις τους. Η δημιουργία του τηλεσκοπίου ήταν μία από αυτές. Όπως η χρήση του τηλεσκοπίου από το Γαλιλαίο τον 1609 έφερε την επανάσταση στις αστρονομικές παρατηρήσεις, έτσι και οι σύγχρονες διαστημικές αποστολές έχουν εκτινάξει την ποιότητα και τον όγκο των αστρονομικών δεδομένων σε ύψη που ο Γαλιλαίος μόνο ονειρευόταν. Μία από τις διαστημικές αυτές αποστολές είναι η αποστολή **Kepler**.

Ο κύριος στόχος της αποστολής ήταν και συνεχίζει να είναι η εύρεση γεωειδών/γεωμορφων πλανητών σε περιφορά γύρω από αστέρες εντός της λεγόμενης *Κατοικήσιμης Ζώνης*. Η διαστημική αποστολή Kepler που έχει ως κύριο στόχο τον παραπάνω, ονομάστηκε έτσι προς τιμήν του μεγάλου αστρονόμου Johannes Kepler, ο οποίος ήταν ο πρώτος που χρησιμοποίησε αστρονομικές παρατηρήσεις για να εξαγάγει τους τρεις νόμους του. Η αποστολή εκτοξεύθηκε στις 6 Μαρτίου του 2009 από το Ακρωτήριο Canaveral στη Φλόριντα των ΗΠΑ (εικ. 3.1) και ξεκίνησε το επιστημονικό της έργο στις 13 Μαΐου του ίδιου έτους. Όπως αναφέρθηκε ο κύριος στόχος της αποστολής είναι η εύρεση γεωμορφων/γεωειδών εξωπλανητών με τη μέθοδο της φωτομετρίας των διαβάσεων των εξωπλανητών μπροστά από τους αστέρες τους η οποία παρέχει την τροχιακή περίοδο του πλανήτη και το μέγεθός του σε σχέση με τον αστέρα του. Όταν τα δεδομένα αυτά συνδυαστούν με διάφορες παραμέτρους του αστέρα και μετρήσεις ακτινικών ταχυτήτων, μπορούν να εξαχθούν η μάζα, η ακτίνα και η πυκνότητα του εξωπλανήτη. Παρά το γεγονός πως η αποστολή προσανατολίζεται σε μεγάλο βαθμό στην εύρεση γεωειδών εξωπλανητών, τα υψηλής ακρίβειας δεδομένα του έχουν τεράστια αξία για διάφορους κλάδους της αστροφυσικής. Ενδεικτικά, η αστεροσεισμολογία, η αστρομετρία, η μελέτη διπλών αστρικών συστημάτων, η ανάλυση παλλόμενων αστέρων, και εν γένει μεταβλητών αστέρων, η μελέτη αστέρων ηλιακού τύπου (solar-like) καθώς και άλλοι κλάδοι της σύγχρονης αστροφυσικής τροφοδοτούνται με δεδομένα από τη συγκεκριμένη αποστολή.

3.2 Ιστορικά στοιχεία της διαστημικής αποστολής Kepler

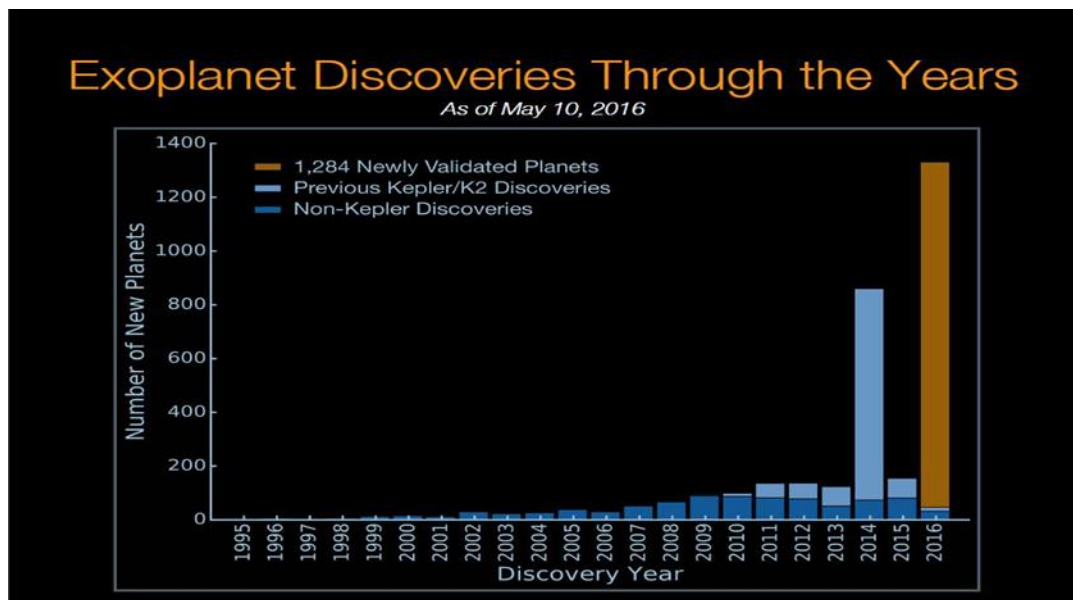
Η αρχική πρόταση εύρεσης εξωπλανητών λόγω διαβάσεων με τη χρήση φωτομετρικών δεδομένων πιστώνεται στους Bill Borucki και A. L. Summers, οι οποίοι εισήγαγαν την ιδέα σε άρθρο τους το 1984. Οι αρχικές προτάσεις περί εύρεσης εξωπλανητών με τη χρήση φωτομετρίας διάβασης βρήκαν πρόσφορο έδαφος και εκτόπισαν με τον καιρό τις συμβατικές μεθόδους

αστρομετρίας και συμβολομετρίας που χρησιμοποιούνταν πρωτύτερα. Στο άρθρο τους οι Borucki και Summers επεσήμαναν πως οι επίγειες παρατηρήσεις δεν ήταν ικανές να καταγράψουν γεωειδείς εξωπλανήτες παρά μόνο αεριώδεις μεγάλης μάζας (Borucki et al. 1985, Jenkins 2002). Έτσι προέκυψε η ανάγκη σχεδιασμού μιας διαστημικής αποστολής. Για την ανάπτυξη της απαραίτητης τεχνολογίας η NASA Ames Research Center (ARC) χρηματοδότησε εργαστήρια (workshop) βελτιστοποίησης της φωτομετρικής μεθόδου κατά τα έτη 1987, 1988. Στις έρευνες αυτές συζητήθηκε και δοκιμάστηκε μεταξύ άλλων η χρήση ηλεκτρονικών ενισχυτών και ανιχνευτών και η χρήση φωτοδιόδων πυριτίου. Περαιτέρω χρηματοδότηση δόθηκε στην ανάπτυξη φωτομέτρων βασισμένων σε φωτοδιόδους πυριτίου. Όπως είχε προβλεφθεί, επετεύχθη υψηλή ευκρίνεια. Παρ' όλα αυτά για τη μείωση του θορύβου του ανιχνευτή απαιτούνταν ψύξη σε πολύ χαμηλές θερμοκρασίες. Το 1992 η NASA ανακοίνωσε μια σειρά από αποστολές με στόχο τη διεύρυνση των γνώσεών μας για το Ηλιακό Σύστημα. Τότε συστάθηκε μια επιστημονική ομάδα που πρότεινε να συμπεριληφθεί στην αποστολή η ανίχνευση εξωπλανητών. Το σενάριο αυτό ονομάστηκε Frequency of Earth-size inner planets (FRESIP). Το εγχείρημα κρίθηκε ότι περιέχει μεγάλη επιστημονική αξία και θα χρηματοδοτούνταν αν υπήρχαν επαρκείς αποδείξεις ότι υπάρχει η απαραίτητη τεχνολογία για την ανίχνευση γεωειδών εξωπλανητών. Η πρόταση εν τέλει απορρίφθηκε αλλά δεν ξεχάστηκε από την επιστημονική κοινότητα. Το 1994 έλαβε χώρα μία συνάντηση στο SETI Institute in Mountain View, κατά το οποίο ερευνήθηκαν τα πολλαπλά οφέλη μιας τέτοιας αποστολής σε διάφορους κλάδους της αστροφυσικής. Την ίδια χρονιά ανακοινώθηκε μια μεγάλης κλίμακας αποστολή και η αποστολή FRESIP ξαναπροτάθηκε (Borucki et al. 1996). Η πρόταση περιελάμβανε την αποστολή και τοποθέτηση φωτομέτρου οπής/διαφράγματος (aperture photometer) με ανιχνευτές στοιχείων συζευγμένου φορτίου (CCD), σε τροχιά γύρω από σημείο Lagrange. Παρ' όλα αυτά η πρόταση απορρίφθηκε ξανά λόγω του μεγάλου κόστους της. Εργαστηριακά πειράματα επιστρατεύθηκαν για να αποδειχθεί ότι οι ανιχνευτές CCD είναι σε θέση να ανιχνεύσουν γεωειδείς εξωπλανήτες. Τα αποτελέσματα παρουσιάστηκαν από τους Robinson et al. (1995) και έδειξαν ότι οι ανιχνευτές αυτοί έχουν την απαραίτητη ακρίβεια και χαμηλό ηλεκτρονικό θόρυβο για τον σκοπό αυτό. Το 1996 παρουσιάστηκε μια δεύτερη ευκαιρία για την πραγματοποίηση διαστημικής αποστολής. Μελέτες έδειξαν ότι το κόστος της αποστολής μπορούσε να μειωθεί αισθητά αν το φωτόμετρο τοποθετούνταν σε τροχιά γύρω από τον Ήλιο αντί του σημείου Lagrange. Την ίδια χρονιά, ύστερα από την επιμονή αρκετών μελών, η αποστολή μετονομάστηκε σε Kepler προς τιμήν το μεγάλου Γερμανού αστρονόμου. Για ακόμη μία φορά η πρόταση της αποστολής απορρίφθηκε, λόγω του ότι μέχρι εκείνη τη στιγμή δεν είχε γίνει καμία προσομοίωση/επίδειξη της ταυτόχρονης φωτομετρικής καταγραφής χιλιάδων στόχων. Το 1997 σχεδιάστηκε και κατασκευάστηκε το φωτόμετρο (βλ. παρ. 3.4), ενώ την επόμενη χρονιά επετεύχθη η διαδικασία της ταυτόχρονης λήψης και ανάλυσης δεδομένων από



Εικόνα 3.1 Η στιγμή της εκτόξευσης του πυραύλου Delta II με το διαστημόπλοιο Kepler προσκολλημένο πάνω του. (Kim Shiflett, nasa.gov)

6000 αστέρες σε ένα και μοναδικό πεδίο. Τα αποτελέσματα παρουσιάστηκαν τα επόμενα έτη (Borucki et al. 1999, 2001). Προς το τέλος του 1998 ακόμη μία ευκαιρία παρουσιάστηκε για την εκκίνηση της αποστολής. Η πρόταση εντούτοις απορρίφθηκε και πάλι λόγω του ότι δεν υπήρχε απόδειξη ότι ένα υψηλής ακρίβειας φωτόμετρο όπως αυτό της αποστολής Kepler θα μπορούσε να λειτουργήσει σε ηλιοκεντρική τροχιά. Περαιτέρω πειράματα και επιδείξεις που πραγματοποιήθηκαν το 1999 απέδειξαν την επάρκεια του φωτομέτρου και την επόμενη χρονιά η αποστολή ξαναπροτάθηκε. Τελικά η αποστολή Kepler ήταν μία από τις 3 που επελέγησαν ανάμεσα από 26 που προτάθηκαν εκείνη τη χρονιά. Τον Δεκέμβριο του 2001 η Αποστολή Kepler ανακοινώθηκε ως Discovery Mission 10# και την επόμενη χρονιά ξεκίνησε να αναπτύσσεται. Από το 2009 που εκτοξεύθηκε έχει καταγράψει πάνω από 2.000 επιβεβαιωμένους εξωπλανήτες (εικ. 3.2). Αφού ολοκληρώθηκε η προκαθορισμένη 3.5ετής λειτουργία του, επιχειρήθηκε να παραταθεί το πρόγραμμα. Αυτό επετεύχθη και το διαστημόπλοιο συνέχισε να συλλέγει επιστημονικά δεδομένα. Το 2013 παρουσιάστηκε πρόβλημα καθώς το διαστημόπλοιο έχασε τον προσανατολισμό του λόγω κάποιας δυσλειτουργίας, ενώ από το 2014 λειτουργεί μία συμπληρωματική αποστολή που συνεχίζει το έργο του Kepler. Αυτή η αποστολή ονομάζεται K2.



Εικόνα 3.2. Οι ανακαλύψεις εξωπλανητών της αποστολής Kepler μέχρι το Μάιο του 2016 (kepler.nasa.gov).

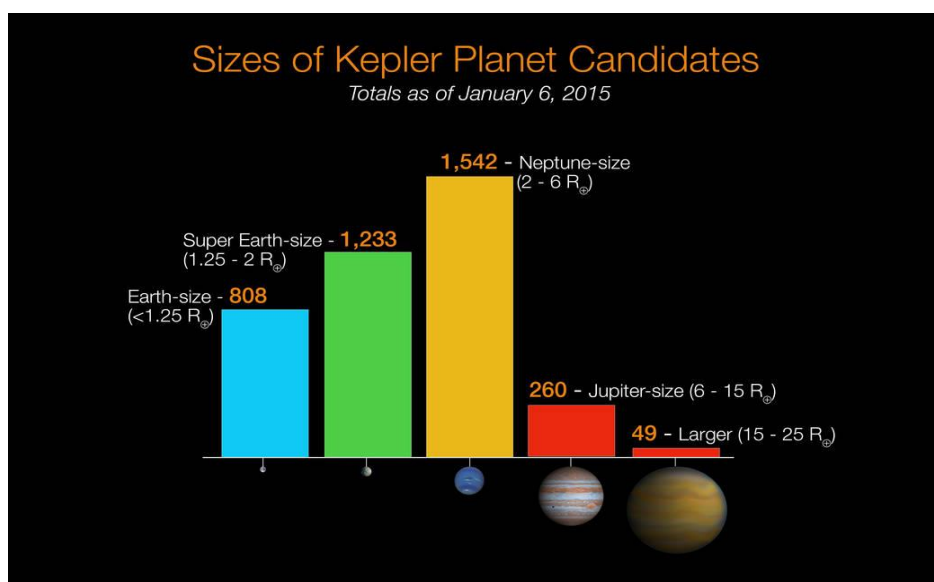
3.3 Επιμέρους Στόχοι της αποστολής

Μέχρι το 2008 είχαν βρεθεί πάνω από 250 πλανήτες που περιφέρονται γύρω από άλλους αστέρες (εξωπλανήτες). Κάποιοι από αυτούς ήταν υπεργαίες (Super-Earths) με μάζες $\sim 10 M_{\oplus}$ και περιόδους σχετικά μικρές. Παρ' όλα αυτά, οι περισσότεροι από αυτούς ήταν αεριώδεις και πολύ μεγαλύτεροι από τη Γη. Οι ανακαλύψεις αυτές, αν και ενθαρρυντικές, απείχαν κατά πολύ από τον βασικό στόχο που δεν ήταν άλλος από την ανακάλυψη εξωπλανητών μεγέθους παραπλήσιου της Γης και εντός της λεγόμενης Κατοικήσιμης Ζώνης (Habitable Zone - HZ)

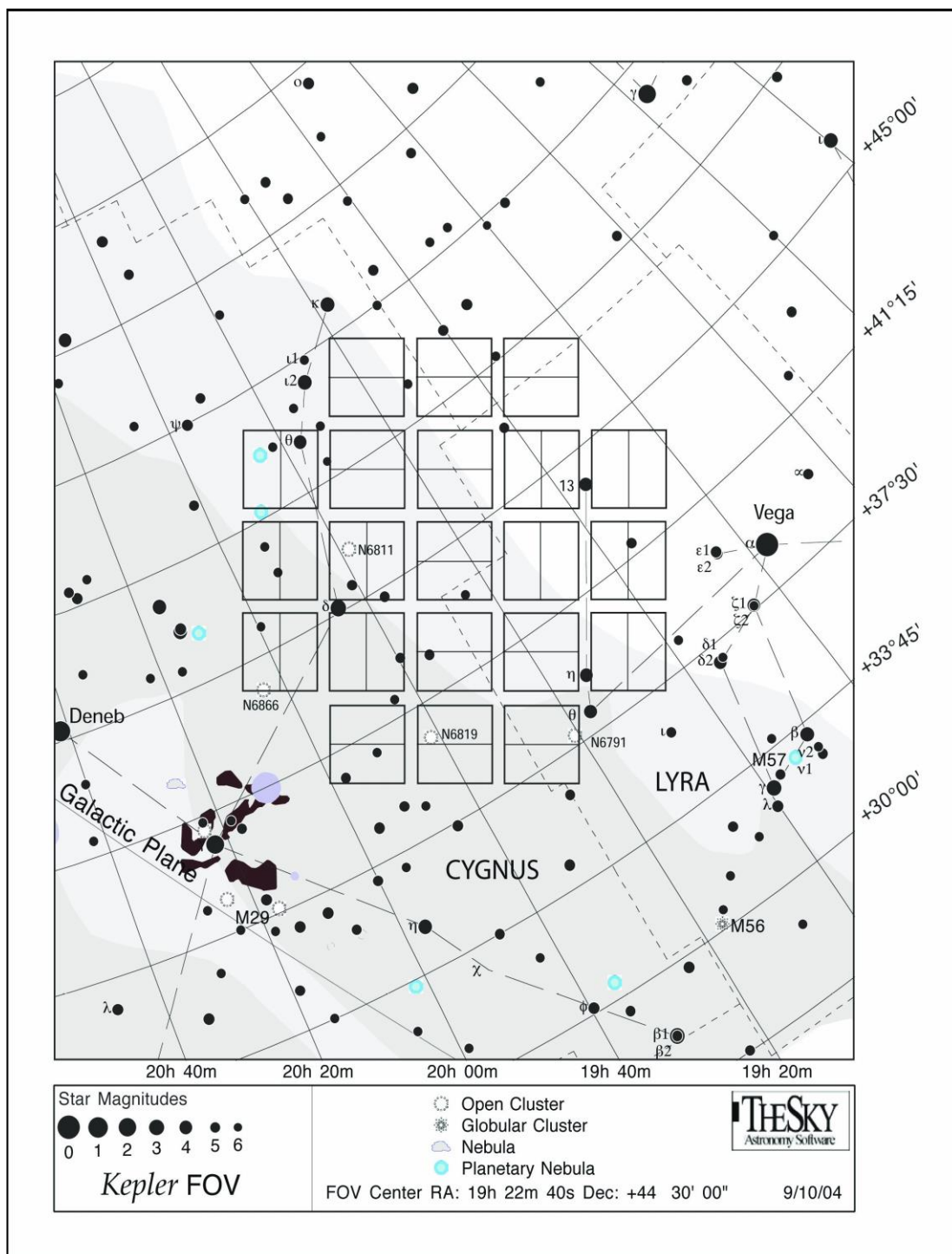
(Kasting et al. 1993). Στη ζώνη αυτή το νερό μπορεί να συντηρηθεί σε υγρή μορφή, ενώ η πυκνότητα και η ακτίνα του πλανήτη πρέπει να είναι τέτοια ώστε αυτός να μπορεί να συντηρεί ατμόσφαιρα ικανή να υποστηρίξει κάποια μορφή ζωής. Ενδεικτικά, οι ζητούμενες ακτίνες κυμαίνονται από $0.8 R_{\oplus}$ έως $2 R_{\oplus}$ και, αν υποθέσει κανείς ύπαρξη γήινης πυκνότητας, οι μάζες κυμαίνονται από $0.5 M_{\oplus}$ έως $10 M_{\oplus}$. Μέχρι τώρα έχουν βρεθεί εξωπλανήτες όλων των ειδών (εικ. 3.3) και η αναζήτηση συνεχίζεται. Οι στόχοι της αποστολής Kepler συνοψίζονται ως εξής:

- i. Ο προσδιορισμός της συχνότητας ύπαρξης γεωειδών και μεγαλύτερων της Γης πλανητών εντός ή πλησίον της Κατοικήσιμης Ζώνης γύρω από άστρα ενός μεγάλου εύρους φασματικών τύπων.
- ii. Ο προσδιορισμός της κατανομής των μεγεθών και των μεγάλων ημι-αξόνων της τροχιάς αυτών των πλανητών.
- iii. Η εκτίμηση της συχνότητας ύπαρξης πλανητών και της τροχιακής κατανομής των πλανητών αυτών σε πολλαπλά αστρικά συστήματα.
- iv. Ο υπολογισμός της κατανομής των μεγάλων ημι-αξόνων, της λευκάγειας (albedo), του μεγέθους, της μάζας και της πυκνότητας γιγάντιων βραχυπερίοδων πλανητών.
- v. Η εύρεση πρόσθετων μελών σε ήδη ανακαλυφθέντα μέσω φωτομετρίας πλανητικά συστήματα με τη χρήση συμπληρωματικών μεθόδων.
- vi. Ο προσδιορισμός των ιδιοτήτων των αστερών που φιλοξενούν πλανήτες.

Για την επίτευξη των παραπάνω επιστημονικών στόχων τέθηκαν, όπως σημειώνουν οι Borucki et al. 2008, τρία θεμελιώδη προαπαιτούμενα στο σχεδιασμό της αποστολής: η **φωτομετρική ακρίβεια**, η **διάρκεια του προγράμματος** και ο **αριθμός των αστερών προς παρατήρηση**. Η φωτομετρική ακρίβεια έπρεπε να είναι τέτοια ώστε να είναι δυνατό να ανιχνευθεί πλανήτης με μέγεθος παραπλήσιο της Γης ($R=1 R_{\oplus}$), χρονική διάρκεια διάβασης 6.5 hrs (το μισό του αντίστοιχου χρονικού διαστήματος διάβασης ενός πλανήτη μεγέθους παραπλήσιου της Γης από τον ισημερινό του αστέρα σε απόσταση 1 AU από αυτόν σε αστέρα $12^{\text{ου}}$ μεγέθους παρόμοιου με τον Ήλιο). Επίσης, ο **λόγος σήματος προς θόρυβο** (signal to noise ratio) π-



Εικόνα 3.3. Η κατανομή των μεγεθών των υποψηφίων πλανητών του Kepler. (kepler.nasa.gov).



Εικόνα 3.4 Το πεδίο παρατήρησης του Kepler (Kepler.nasa.gov)

-ρέπει να είναι μεγαλύτερος ή ίσος του 4 με όλες τις πηγές θορύβου να συμπεριλαμβάνονται (βλ. παρ. 3.4). Το γεγονός πως απαιτείται μία ακολουθία από τρεις ή περισσότερες διαβάσεις σημαίνει πως η αποστολή έπρεπε να διαρκέσει τρία τουλάχιστον χρόνια ώστε να ανιχνευθεί πλανήτης στην Κατοικήσιμη Ζώνη. Τέλος, Ο αριθμός των στόχων παρατήρησης του φωτομέτρου έπρεπε να είναι τέτοιος ώστε να προκύψει ένα αξιόπιστο στατιστικό αποτέλεσμα. Γι αυτό το λόγο το πεδίο του Kepler (*Kepler Field of View*) επιλέχθηκε ώστε να είναι σε θέση να παρατηρηθούν πάνω από 100.000 νάνοι αστέρες.

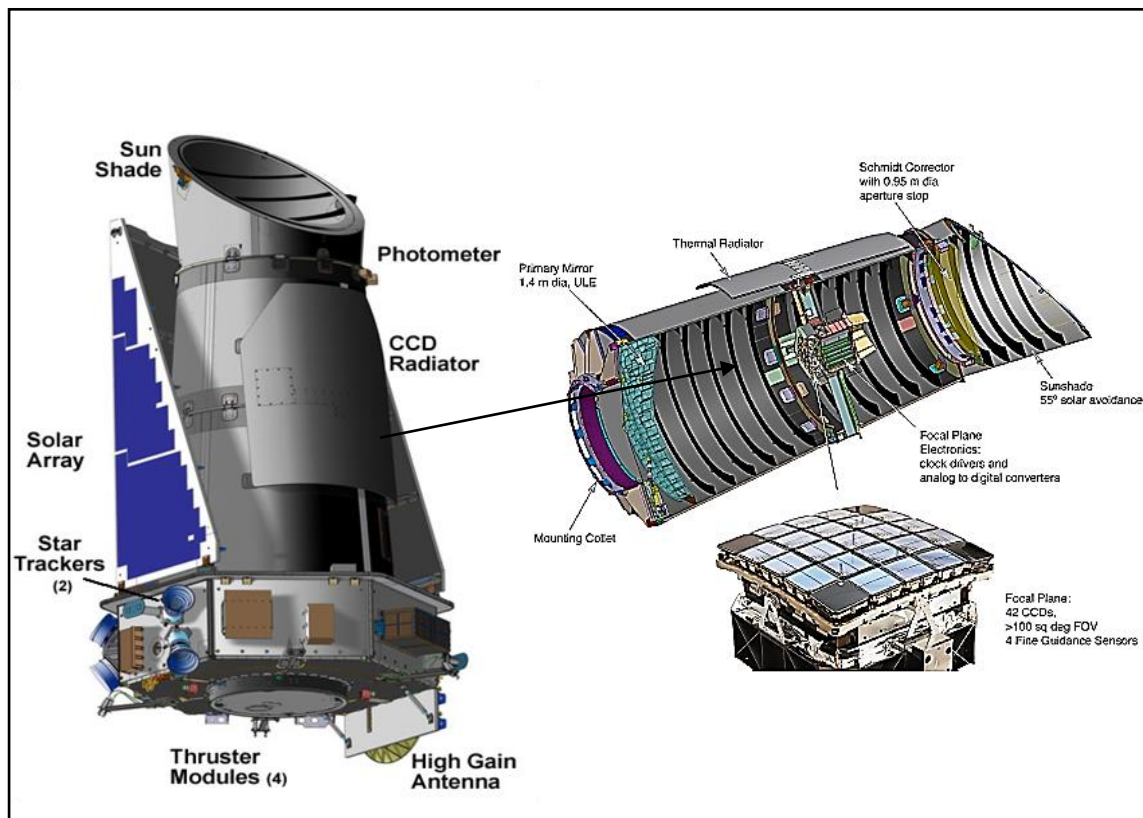
Έτσι η εύρεση του πεδίου της αποστολής του Kepler ήταν ζωτικής σημασίας για την αποστολή. Οι διαβάσεις των πλανητών διαρκούν ένα μόνο κλάσμα της ημέρας. Επομένως, το διαστημόπλοιο έπρεπε να καταγράφει τους στόχους συνεχόμενα. Αυτό σημαίνει πως κατά τη διάρκεια του χρόνου τίποτα δεν έπρεπε να παρεμβάλλεται μεταξύ του πεδίου και του διαστημοπλοίου. Η λύση ήταν το διαστημόπλοιο Kepler να τεθεί σε ηλιοκεντρική και όχι γεωκεντρική τροχιά. Ο μεγάλος αριθμός συγκεντρωμένων στόχων προς παρατήρηση μπορούσε να εξασφαλιστεί από την επιλογή πεδίου κοντά στο γαλαξιακό επίπεδο. Παρ' όλα αυτά το πεδίο δεν έπρεπε να βρίσκεται πάνω στο γαλαξιακό επίπεδο έτσι ώστε να αποφευχθεί σύγχυση μεταξύ των στόχων. Όλα τα παραπάνω οδήγησαν στην επιλογή μίας εκτεταμένης περιοχής του μεταξύ των αστερισμών του Κύκνου και της Λύρας, με κέντρο στις γαλαξιακές συντεταγμένες: $l=76.32^\circ$, $b=+13.5^\circ$ και ουρανογραφικές συντεταγμένες: RA: 19h 22m 40s, dec: $+44^\circ 30' 00''$ (εικ. 3.4). Η έκταση αυτή καλύπτεται από το *φωτόμετρο αποστολής Kepler* (βλ. παρ. 3.4) και εκτείνεται συνολικά σε 116 τετραγωνικές μοίρες στις οποίες περιέχονται αρκετοί αστέρες παρόμοιοι με αυτούς που έχουν μελετηθεί στο Γαλαξία, ενώ παρατηρείται χωρίς παρεμβολές καθ' όλη τη διάρκεια της περιφοράς του διαστημοπλοίου γύρω από τον Ήλιο. Επιπλέον, το πεδίο του τηλεσκοπίου βρίσκεται μακριά από την εκλειπτική ώστε να αποφευχθούν παρεμβολές από αστεροειδείς, σώματα της ζώνης του Kuiper καθώς και από τον ίδιο τον Ήλιο. Αντιθέτως, κομητοειδή του νέφους του Oort δεν επηρεάζουν την ποιότητα των παρατηρήσεων λόγω των μικρών γωνιωδών διαμέτρων και των μεγάλων ταχυτήτων με τις οποίες κινούνται.

3.4 Όργανα και τεχνικές παρατήρησης

Όπως είδαμε, η επίτευξη των επιστημονικών στόχων της αποστολής εξαρτιόταν εν πολλοίς από τη φωτομετρική ακρίβεια που έπρεπε να επιτευχθεί. Ο εξοπλισμός λοιπόν ήταν ζωτικής σημασίας, γι' αυτόν τον λόγο άλλωστε χρειάστηκε τόσα χρόνια να σχεδιαστεί και να κατασκευαστεί.

Ο πύραυλος που εκτόξευσε το διαστημόπλοιο τον Μάρτιο του 2009 σχεδιάστηκε με τέτοιο τρόπο ώστε να διαχειριστεί έναν συνδυασμό από απαιτήσεις. Στον σχεδιασμό λοιπόν του οχήματος εκτόξευσης έπρεπε να συνυπολογιστούν: το μέγεθος των οπτικών οργάνων, το *σκίαστρο* (*sunshade*), η μάζα του διαστημοπλοίου και η καθορισμένη ηλιοκεντρική τροχιά (Earth-trailing heliocentric orbit – ETHO). Το διαστημόπλοιο (εικ. 3.5) έχει εξαγωνική βάση και συνδέεται με το *φωτόμετρο* που στην ουσία αποτελεί το μοναδικό όργανο της διάταξης. Πλευρικά της εξαγωνικής βάσης διακρίνονται οι κωνικοί *ανιχνευτές αστέρων* (*star trackers*) και χρησιμοποιούνται εκτός των άλλων ως όργανα εύρεσης προσανατολισμού και σταθεροποίησης. Επίσης διακρίνεται μία κεραία υψηλής απόδοσης (*high gain antenna* - HGA) για τη λήψη δεδομένων και οι προωθητήρες (*thruster modules*). Η διάταξη περιλαμβάνει ακόμα μία κεραία χαμηλής απόδοσης (*low gain antenna* - LGA) που χρησιμοποιείται κυρίως για τον έλεγχο της

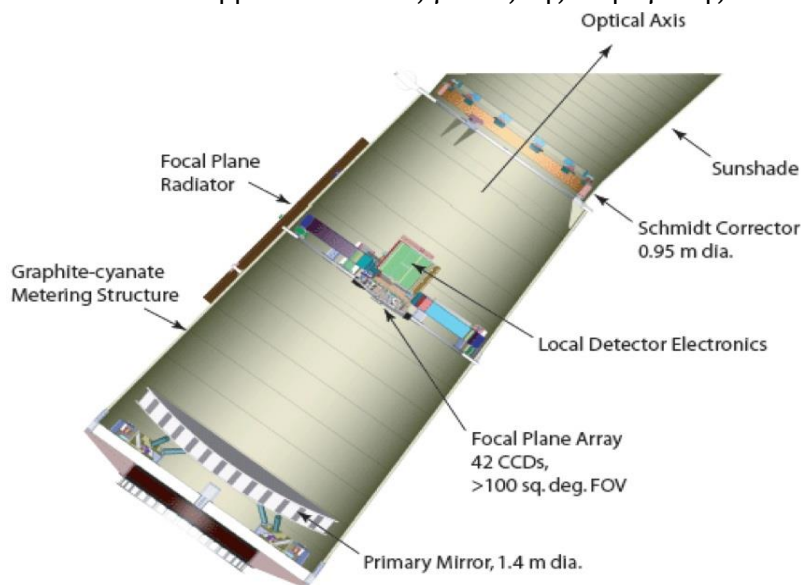
ομαλής λειτουργίας του φωτομέτρου μέσω λήψης δεδομένων από τα *pixel αναφοράς* (*Reference Pixels*). Σε μία εκ των πλευρών τις εξαγωνικής βάσης περιέχονται δύο κουτιά. Αυτά ονομάζονται Κουτιά Ελέγχου Kepler (Kepler Control Boxes – KCB) και μεταξύ άλλων παρέχουν εντολές στο φωτόμετρο, λαμβάνουν δεδομένα και συνεισφέρουν στην εισαγωγή pixel στους Science Data Accumulators (SDAs). Οι τελευταίοι, όπως λέει και το όνομά τους, είναι συσσωρευτές δεδομένων επιστημονικής ανάλυσης. Άνωθεν της HGA και των κουτιών ελέγχου και τυλιγμένα γύρω από το φωτόμετρο βρίσκονται οι ηλιακοί συλλέκτες (solar panels). Στην εικόνα διακρίνονται ως μπλε ψηφιδωτές περιοχές στηριζόμενες στην κοινή εξαγωνική βάση (εικ. 3.5).



Εικόνα 3.5. Η διάταξη του διαστημοπλοίου Kepler. Αριστερά: Η πλήρης διάταξη με το φωτόμετρο τους προωθητήρες και την εξαγωνική βάση του διαστημοπλοίου. (kepler.nasa.gov) Δεξιά: Το εσωτερικό του φωτομέτρου με το εστιακό επίπεδο και την διάταξη της CCD (Koch et al. 2010).

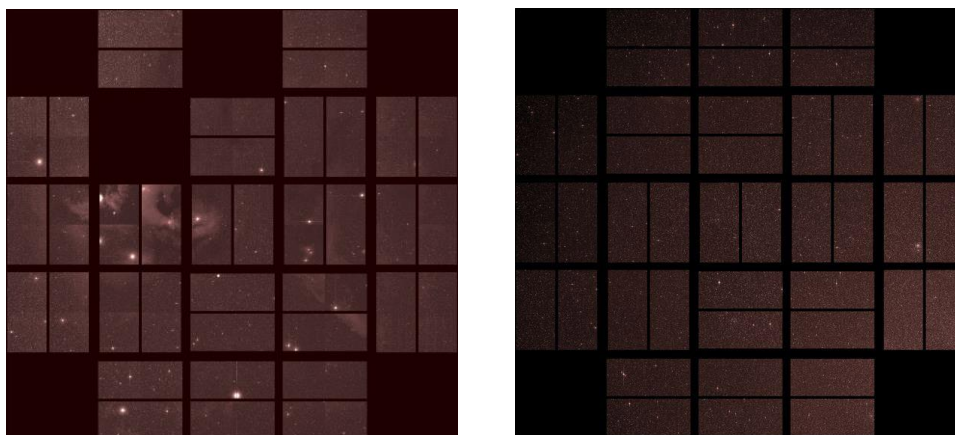
Το τηλεσκόπιο που φιλοξενεί τη σχετικά απλή για τη σπουδαιότητά της διάταξη του διαστημοπλοίου του Kepler είναι τύπου Schmidt διαμέτρου διαφράγματος (aperture) 0.95 m, διαμέτρου πρωτεύοντος κατόπτρου 1.4 m και οπτικού πεδίου (field-of-view) 105 deg^2 ($\sim 12^\circ$ διάμετρος). Το κυρίως ηλεκτρονικό όργανο της διάταξης είναι η *διάταξη του εστιακού επιπέδου* (*focal plane array*) που αποτελείται από ένα μωσαϊκό CCD. Σε αυτό περιέχονται 21 Science CCD modules που είναι επικεντρωμένα στην εκτέλεση φωτομετρίας και τέσσερα Fine Guidance Sensor CCD modules που ελέγχουν τον προσανατολισμό και την ομαλή λειτουργία της διάταξης. Τα science modules απαρτίζονται από δύο CCDs έκαστο, γεγονός που σημαίνει πως υπάρχουν στο συνολικά 42 CCDs που εκτελούν φωτομετρία και άλλες τέσσερις για την πραγματοποίηση ελέγχων. Κάθε ένα από τα 21 Science CCD modules περιλαμβάνει 2200×2048 pixels, με 4 κανάλια εξόδου που συνθέτουν ένα σύνολο από 84 κανάλια και 94.6 εκατομμύρια ενεργών pixels. Αυτά παρακολουθούν και καταγράφουν συνεχώς το πεδίο παρέχοντας φωτομετρικά δεδομένα. Στο σύστημα περιέχονται *διορθωτικοί φακοί* (*field flattener lenses*) που αποτυπώνουν

την εικόνα του σφαιρικού κατόπτρου στην επίπεδη διάταξη των CCD. Τα 4 Fine Guidance Sensor CCD modules βρίσκονται στις γωνίες της τετράγωνης διάταξης έτσι ώστε να αποφεύγο-



Εικόνα 3.6. Το εσωτερικό του φωτόμετρου του διαστημοπλοίου του Kepler όπου διακρίνεται η διάταξη των CCD και τα υπόλοιπα ηλεκτρονικά στοιχεία.

-νται θερμομηχανικές ολισθήσεις που επηρεάζουν την φωτομετρική ακρίβεια των δεδομένων. Πέραν των ενεργών pixel υπάρχουν τα εικονικά pixel (virtual pixels) και τα συγκαλυμμένα pixel (masked pixels) που έχουν ως στόχο τη συλλογή παράπλευρων δεδομένων. Η Focal Plane Array Assembly (FPAA) που περιγράψαμε παραπάνω περιλαμβάνει και άλλα ηλεκτρονικά στοιχεία όπως τα Detector Array Assembly, Local Detector Electronics (εικ. 3.6) που ελέγχουν τη λειτουρ-

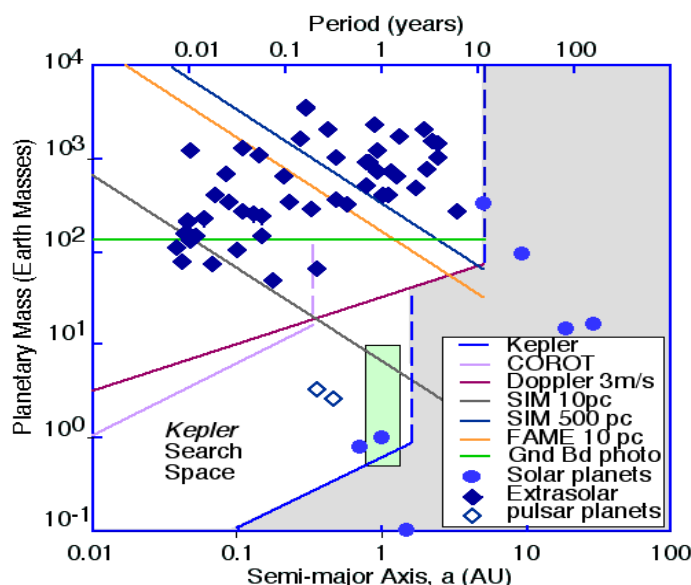


Εικόνα 3.7. Η εικόνα του πεδίου από το μωσαϊκό CCD της αποστολής K2 (αριστερά) σε σύγκριση με αυτό της αρχικής αποστολής Kepler (δεξιά). Διακρίνονται τα δύο απενεργοποιημένα modules (kepler.nasa.gov).

-γία όλων των pixels, radiator και την τρίποδη στήριξη των παραπάνω μέσα στο τηλεσκόπιο. Αξίζει να αναφερθεί, ότι μετά το πέρας της πρώτης αποστολής και τη συνέχιση του προγράμματος μέσω της αποστολής K2, δύο από τα modules έχουν πάψει να βρίσκονται σε λειτουργία όπως φαίνεται και στην εικόνα 3.7.

Όπως είδαμε η μέθοδος ανίχνευσης εξωπλανητών που χρησιμοποιήθηκε καθ' όλη τη διάρκεια της αρχικής αποστολής Kepler, αλλά και συνεχίζει να χρησιμοποιείται από την συμπληρωματική αποστολή K2, είναι η μέθοδος που προτάθηκε από τους Borucki και Summers

το 1984. Η μέθοδος αυτή βασίζεται στη *φωτομετρία διάβασης (transit photometry)*. Στόχος είναι η λήψη φωτομετρικών δεδομένων του αστέρα και η ταυτόχρονη παρατήρηση μεταβολών στο συνολικό φως του λόγω διάβασης του εξωπλανήτη.



Εικόνα 3.8. Τα όρια ανίχνευσης εξωπλανητών σε αστέρες ηλιακού τύπου σημαντικών αποστολών. Η λευκή περιοχή αναφέρεται στη φωτομετρία του Kepler, ενώ διακρίνονται τα όρια της αποστολής CO-ROT, της φωτομετρίας εδάφους και της φασματοσκοπίας Doppler για ταχύτητες > 3 m/s (kepler.nasa.gov).

Στην εικόνα 3.8 καταγράφονται όρια ανίχνευσης που αφορούν τις μάζες των προς ανίχνευση πλανητών και τους μεγάλους ημιάξονες των τροχιών τους γύρω από τους αστέρες, για την αποστολή Kepler καθώς και για άλλες αποστολές και τεχνικές ανίχνευσης. Μία διάβαση Ηλίου-Γης προκαλεί σήμα 84 parts per million (ppm, μέρη ανά εκατομμύριο)⁹ για μία κεντρική διάβαση χρονικής διάρκειας 13 hrs. Η φωτομετρική λοιπόν ακρίβεια του Kepler είναι τέτοια ώστε να είναι σε θέση να ανιχνεύσει διάβαση σήματος 84 ppm σε χρονική διάρκεια διάβασης 6.5 hrs με signal-to-noise ratio (SNR) ≥ 4 . Το κατώφλι ανίχνευσης του σήματος καθορίζεται από τρεις διακριτούς τύπους θορύβου: 1) θόρυβος καταμέτρησης φωτονίων, 2) θόρυβος λόγω αστρικής μεταβλητότητας και 3) θόρυβος μέτρησης. Ο συνδυασμός των πηγών αυτών θορύβου ορίζουν τη *συνδυασμένη διαφορική φωτομετρική ακρίβεια (combined differential photometric precision – CDPP)*.

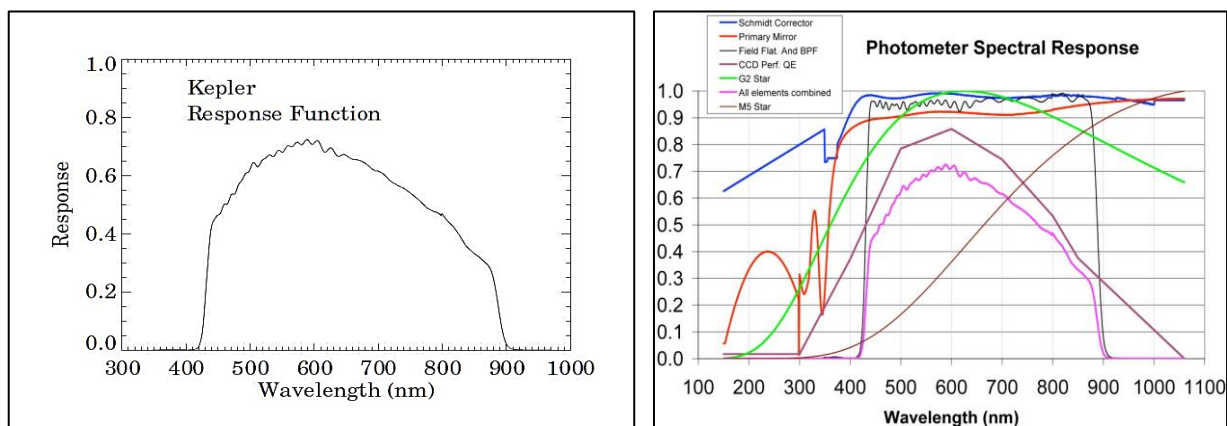
$$CDPP = \left(\text{shot noise}^2 + \text{stellar variability}^2 + \text{measurement noise}^2 \right)^{1/2} \quad (3.1)$$

Έτσι για να ανιχνευθεί ένα σήμα 84 ppm σε signal-to-noise ratio (SNR) > 4 πρέπει $CDPP \leq 20$ ppm. Η φωτομετρική ακρίβεια είναι διαφορική γιατί λαμβάνεται η διαφορά στα φωτομετρικά δεδομένα από κοντινής χρονικής εμβέλειας μεταβολές και όχι μακράς. Για τη μείωση του θορύβου λόγω αστρικής μεταβλητότητας η λύση είναι η επιλογή στόχων με μικρή μεταβλητότητα. Για να είναι ο θόρυβος καταμέτρησης φωτονίων (shot noise) της τάξης των 14 ppm για παρατήρηση διάβασης 6.5 hrs η ροή του αστέρα θα πρέπει να παράγει 5×10^9 φωτοηλεκτρόνια. Οι παραπάνω εκτιμήσεις αφήνουν στο θόρυβο μέτρησης τιμή της τάξης των 10 ppm. Ο θόρυβος αυτός περιλαμβάνει εκτός του ηλεκτρονικού θορύβου του ανιχνευτή και άλλα είδη όπως, θερμικό θόρυβο, θόρυβο υποβάθρου κ.α. Η τεχνική εξάλειψης των παραπάνω πηγών θορύβου και επίτευξης της ζητούμενης φωτομετρικής ακρίβειας που χρησιμοποιείται από την αποστολή είναι η *διαφορική φωτομετρία (differential ensemble photometry)* που επικεντρώνεται στις παρακάτω ενέργειες:

⁹ Το σήμα που προκαλεί μία μεταβολή στη ροή ακτινοβολίας ενός αστέρα είναι ανάλογο του λόγου των συνολικών περιοχών του αστέρα και του πλανήτη.

- **Διαφορική χωρική φωτομετρία (differential spatial photometry):** η συνολική φαινόμενη λαμπρότητα του αστέρα-στόχου κανονικοποιείται με βάση τη μέση φαινόμενη λαμπρότητα των περιβάλλοντων αστερών.
- **Διαφορική προσωρινή φωτομετρία (differential temporal photometry):** Η λαμπρότητα συγκρίνεται με δεδομένα αμέσως πριν και αμέσως μετά την ολιγώρη διάβαση έτσι ώστε να μην υπάρχει ανάγκη σταθερότητας μακράς εμβέλειας ως σημείο αναφοράς.
- **Αποσυσχέτιση της κίνησης εικόνας (decorrelation image motion):** η αποσταθεροποίηση της εικόνας σε χρονικά διαστήματα μεγάλα συγκριτικά με το χρόνο διάβασης, προκαλεί συσχέτιση στα μετρούμενα πλάτη μεταβολών που πρέπει να αφαιρεθεί.
- **Βέλτιστο στατιστικό βάρος των pixel (optimal weighting of pixels):** τα pixel που καταγράφουν κάθε αστέρα σταθμίζονται και βελτιστοποιούνται μεμονωμένα.
- **Διατήρηση των εικόνων των αστερών στα ίδια pixel για 3 μήνες:** εξαλείφονται οι μεταβολές στην κβαντική απόδοση στο εσωτερικό αλλά και μεταξύ των pixel.
- **Λειτουργία των CCD κοντά στο πηγάδι μέγιστης χωρητικότητας:** εξαλείφεται ο θόρυβος ανίχνευσης και μεταφοράς φωτονίων (read noise) και το ρεύμα σκότους.
- **Επιλογή ηλιοκεντρικής τροχιάς σε συσχέτιση με τη Γήινη (Earth-trailing heliocentric orbit):** εξασφαλίζεται σταθερό θερμικό περιβάλλον και εξαλείφονται οι επιδράσεις του διάχυτου φωτός υποβάθρου.

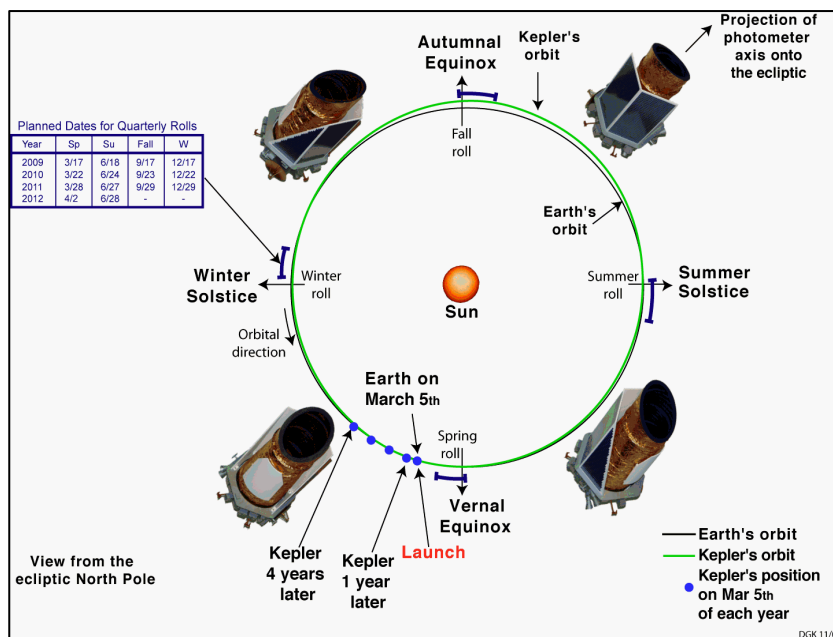
Τα παραπάνω εφαρμόζονται σε ένα ευρύ πεδίο μηκών κύματος στο οποίο λειτουργεί και αποκρίνεται το φωτόμετρο του Kepler (εικ. 3.9). Καθώς το φωτόμετρο λαμβάνει δεδομένα στα μήκη κύματος αυτά οι LDE που αναφέραμε πιο πάνω συλλέγουν και ψηφιοποιούν τα pixels και



Εικόνα 3.9. Αριστερά: Καμπύλη απόκρισης του φωτομέτρου του Kepler. Δεξιά: Φασματική απόκριση των διαφόρων οργάνων του φωτομέτρου (keplerscience.arc.nasa.gov).

από τα δύο είδη των CCD τα οποία ανέρχονται στα 94.6 million pixels. Ο χρόνος ολοκλήρωσης (*integration time*) ορίζεται ως το μεσοδιάστημα μεταξύ δύο διαδοχικών αναγνώσεων ενός pixel. Ο χρόνος αυτός απαρτίζεται από τον χρόνο έκθεσης (*exposure time*) και από τον επιλεγμένο χρόνο ανάγνωσης (*read out time*), ο οποίος είναι 0.52 s. Ο χρόνος έκθεσης είναι στην προκειμένη περίπτωση 6.02 s, οπότε $\text{integration time} = \text{exposure time} + \text{read out time} = 6.54 \text{ s}$. Τα pixels που διαβάστηκαν από τους LDE προστίθενται στους SDAs (συσσωρευτές δεδομένων). Έπειτα, ο όγκος των δεδομένων συρρικνώνεται καθώς γίνεται βαθμονόμηση και επιλογή των pixels που περιέχουν στόχους. Ο συνολικός χρόνος αποθήκευσης και συμπλήρωσης δεδομένων λέγεται *cadence* που για το σύστημα αποθήκευσης και καταγραφής του Kepler ανέρχεται στα $1766 \text{ s} = 0.49 \text{ h}$ ή σε 270 χρόνους αποθήκευσης. Αφού εφαρμοστούν και άλλες μέθοδοι συρρίκνωσης του όγκου των δεδομένων, επιλέγεται ένας μικρός σχετικά αριθμός pixel (43.520) που αντιπροσω-

πεύουν 512 στόχους και διαβάζονται από τους SDAs κάθε 58.85 s. Αυτά τα δεδομένα ονομάζονται *short cadence (SC)*. Αντίθετα, το σύνολο των δεδομένων που αποθηκεύεται στον Solid State Recorder κάθε 29.4 min περιέχει ~160.000 στόχους και ονομάζεται *long cadence (LC)*. Η συνεχόμενη καταγραφή του πεδίου του Kepler διακοπτόταν ανά μήνα ώστε να ευθυγραμμιστεί το τηλεσκόπιο και να φορτωθούν τα δεδομένα. Επιπλέον ανά 93 d περίπου λάμβανε χώρα μια περιστροφή του τηλεσκοπίου κατά 90° έτσι ώστε να επαναπροσανατολιστούν οι ηλιακοί συλλέκτες. Τα χρονικά διαστήματα ύστερα από κάθε περιστροφή ονομάζονται *Quarters* (εικ. 3.10). Η αποστολή συνέλλεξε δεδομένα από συνολικά 18 quarters (Q0 – Q17). Για να βελτιστοποιήσει τα αποτελέσματα εύρεσης στόχων-αστέρων παρόμοιων με τον Ήλιο, η αποστολή χρησιμοποίησε τα δεδομένα για να δημιουργήσει τον *Kepler Input Catalog (KIC)*. Για τον λόγο αυτόν η αποστολή διεξήγαγε φωτομετρική έρευνα (multiband) με τη χρήση πακέτου φίλτρων παρόμοιων με αυτό της Sloan Survey (g, r, i, z) με την προσθήκη ενός ακόμα φίλτρου. Έπειτα από μοντελοποίηση των παρατηρησιακών δεδομένων η αποστολή εξήγαγε τα T_{eff} και $\log g$ και συγκέντρωσε τα αποτελέσματα δημιουργώντας των KIC ο οποίος είναι διαθέσιμος μέσα από το αρχείο του MAST (Mikulski Archive for Space Telescopes). Τα φωτομετρικά μεγέθη για κάθε στόχο καταγράφονται όπως θα τα μετρούσε το φωτόμετρο του Kepler και συμβολίζονται ως K_p . Στον πίνακα 3.1 φαίνονται συγκεντρωμένα διάφορα χαρακτηριστικά της αποστολής.



Εικόνα 3.10. Απεικόνιση της τροχιάς του διαστημοπλοίου Kepler κατά το σχεδιασμό της αποστολής (keplerscience.arc.nasa.gov).

Πίνακας 3.1. Χαρακτηριστικά της αποστολής Kepler (Koch et al. 2010).

Component	Value	Comment
Optics	Brashear & Tinsley	Manufacturers
Schmidt Corrector	0.99 m dia./ 0.95 m dia. stop	Corning Fused silica
Primary mirror	F1 1.40 m dia., silver coated	Corning ULE®
Central obscuration	23.03%	Due to focal plane and spider
Field flattening lenses	2.5° square	Sapphire
Pixel Response Function	3.14-7.54 pixels, 95% encircled energy diameter	Depends on FOV location
Sunshade	55° sun avoidance	From center of FOV
CCDs	e2v Technologies	Manufacturer
Format	1024 rows x 2200 columns	2 outputs per CCD
Pixel size	27 μm square	Four phase
Plate scale	3.98 arcsec/pixel	
Full well	1.05 x10 ⁶ electrons, typical	Set by parallel clock voltage
Dynamic range	7<Kp<17	Meets photometric precision
Operating temp	-85C	10mK stability
Controller	Ball Aerospace	Design and manufacturer
Channels	84	Multiplexed into 20 ADCs on 5 electronic board pairs
CCD integration time	6.02 sec	Selectable 2.5 to 8 sec
CCD readout time	0.52 sec	Fixed
Long cadence period	1765.80 sec	270 integrations + reads
Short cadence period	58.86 sec	9 integrations + reads
Maximum LC targets	170,000	Average 32 pixels/target
Maximum SC targets	512	Average 85 pixels/target
Timing accuracy	50 msec	For asteroseismology and transit timing
System	Ball Aerospace	Design, integration, and test
Spectral response	423 to 897 nm	5% points
FOV	105 sq. degrees <10% vignetted	115 sq. degrees of non-contiguous active silicon
Pointing jitter	3 milliarcsec per 15 min	1σ per axis
CDPP (total noise)	20 ppm in 6.5 hr for >90% of FOV	I=12 solar-like star including 10 ppm for stellar variability
Data downlink period	31 day average	<1 day observing gap
Mission length	3.5 years	Baseline. May be extended
Orbital period	372 days by year 3.5	Earth-trailing heliocentric

3.5 Μελέτες αστεροσεισμολογίας με τα δεδομένα της αποστολής Kepler

Η διαστημική αποστολή Kepler αποτέλεσε σημείο αναφοράς για διάφορους τομείς της αστροφυσικής. Παρά το γεγονός ότι ο κύριος στόχος της αποστολής ήταν η εύρεση γεωειδών εξωπλανητών, τα υψηλής ακρίβειας φωτομετρικά δεδομένα που παρείχε ήταν σημαντικά για τους τομείς αυτούς. Ένας κλάδος που επωφελήθηκε σε μεγάλο βαθμό, είναι ο κλάδος της Αστεροσεισμολογίας.

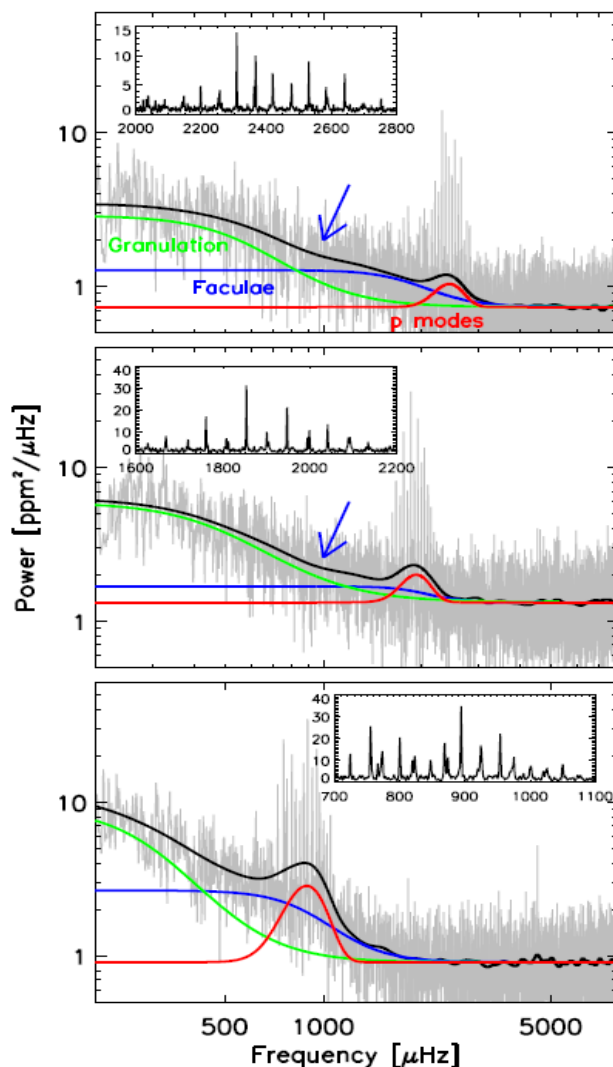
Δύο είναι τα κύρια κίνητρα που ώθησαν τους αστροφυσικούς να πραγματοποιήσουν μελέτες αστεροσεισμολογίας με τη χρήση των δεδομένων του Kepler. Πρώτον, γνωρίζοντας τις ιδιότητες του αστέρα που φιλοξενεί τον εξωπλανήτη παίρνουμε πρόσθετες πληροφορίες για τον ίδιο εξωπλανήτη. Παραδείγματος χάριν, ο λόγος των ακτίνων εξωπλανήτη - αστέρα εξάγεται από το βάθος της φωτομετρικής μεταβολής της διάβασης. Για να εξαχθούν τα απόλυτα γεωμετρικά μεγέθη των εξωπλανητών χρειάζεται να γνωρίζουμε το γεωμετρικό μέγεθος των αστέρων που τους φιλοξενούν. Ένας ακριβής τρόπος για να το πετύχουμε αυτό είναι μέσα από αστεροσεισμολογικές μελέτες του αστέρα. Δεύτερον, τα χαρακτηριστικά της αρχικής αποστολής και οι δυνατότητες του φωτομέτρου του Kepler είναι τέτοια ώστε να μπορούν τα πραγματοποιηθούν μελέτες πάνω στο πλούσιο πεδίο της αστεροσεισμολογίας χωρίς να χρειάζονται περαιτέρω τροποποιήσεις ή κόστη, παρά μόνο η διάθεση ενός ποσοστού των παρατηρήσεων. Τα σπουδαιότερα χαρακτηριστικά της αποστολής που αφορούν την αστεροσεισμολογία μπορούν να συνοψιστούν ως εξής:

- Οι παρατηρήσεις λαμβάνουν χώρα σε σχεδόν συνεχή χρονική βάση.
- Τα δεδομένα που παρέχονται σε short cadence (~ 1 min) και long cadence (~ 30 min) καλύπτουν την πλειονότητα των φαινομένων αστεροσεισμολογίας.
- Το ευρύ πεδίο παρατήρησης του Kepler (βλ. παρ. 2.2) καταγράφει κάθε στιγμή χιλιάδες αστέρες-στόχους με μεγάλο αστεροσεισμολογικό ενδιαφέρον.
- Παρέχεται ένα μεγάλο δυναμικό εύρος στις παρατηρούμενες αστρικές φωτεινότητες. Αυτό σημαίνει πως υπάρχει δυνατότητα μελετών αστεροσεισμολογίας για διάφορους τύπους μεταβλητών αστέρων.
- Η υψηλή φωτομετρική ακρίβεια των παρατηρήσεων κάνει δυνατή την ανίχνευση φαινομένων μικρής έκτασης στο εσωτερικό των αστέρων.

Με τη χρήση των παραπάνω δυνατοτήτων της αποστολής οι μελέτες αστεροσεισμολογίας πραγματοποιήθηκαν με γνώμονα τόσο τον κύριο στόχο της αποστολής (εύρεση γεωειδών εξωπλανητών) όσο και τον εμπλουτισμό του ίδιου του πεδίου της αστεροσεισμολογίας.

Η πρώτη εφαρμογή της αστεροσεισμολογίας του Kepler αφορούσε την υποστήριξη του κυρίως στόχου της αποστολής. Ο κατάλογος Kepler Input Catalog (KIC) έχει καταχωρημένους $\sim 4.500.000$ αστέρες. Η ακρίβεια του καταλόγου για τις αστρικές ακτίνες είναι της τάξης 30% - 50%. Πολλές από τις καταχωρήσεις αυτές δεν συνοδεύονταν από πληροφορίες για τις ακτίνες των αστέρων καθώς επρόκειτο για μη ταξινομημένους αστέρες. Το γεγονός καθιστούσε μη εφικτή την επιλογή στόχων-αστέρων πιθανών για την εμφάνιση πλανητικών διαβάσεων. Έτσι, η πρώτη μεγάλη συνεισφορά της αστεροσεισμολογίας του Kepler ήταν να παρέχει πληροφορίες για τις ακτίνες αυτού του αριθμού μη ταξινομημένων αστέρων. Κατά το Quarter 0 (Μάιος 2009) και το Quarter 1 (Μάιος - Ιούνιος 2009) της αποστολής παρατηρήθηκαν 10.000 τέτοιοι αστέρες με $K_p > 13.8$. Με τη βοήθεια αστεροσεισμολογικών μελετών οι αστέρες αυτοί ταυτοποιήθηκαν ως ερυθροί γίγαντες και αποκλείστηκαν από περαιτέρω μελέτη δίνοντας χώρο σε αμυδρότερους και φωτομετρικά λιγότερο δραστήριους αστέρες.

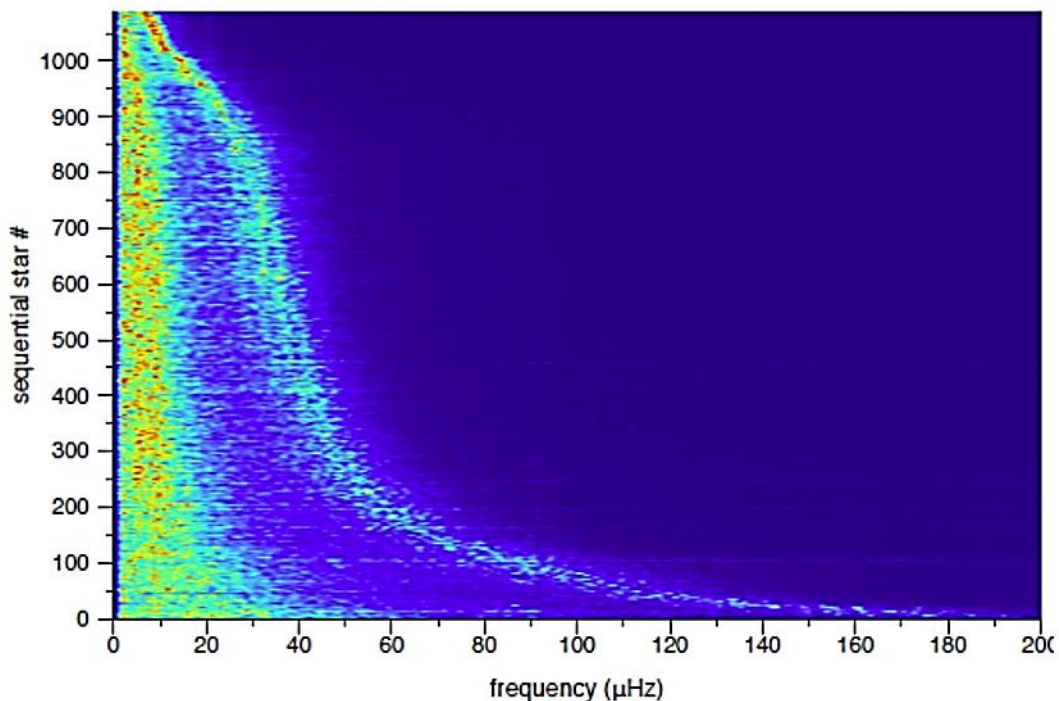
Το δεύτερο μεγάλο σκέλος της αστροσεισμολογίας του Kepler αφορά τη διεύρυνση του ίδιου του πεδίου της αστροσεισμολογίας. Για τον λόγο αυτόν 0.8 % της κατανομής των LC της αποστολής διατέθηκαν για τη μελέτη ενός ευρέος πεδίου κλασσικών μεταβλητών αστέρων. Πρόκειται για ~1.320 κυρίως αστέρες μεγάλης ακτίνας που παρουσιάζουν περιόδους μεταβολών από μερικές ώρες μέχρι και χρόνια. Τα LC παρ' όλα αυτά δεν έχουν την απαραίτητη χρονική διακριτική ικανότητα να ανιχνεύσουν ταλαντώσεις ηλιακού τύπου (g – mode, p – mode) γεγονός που αποκλείει την έρευνα τέτοιου τύπου αστέρων για αυτό το πακέτο δεδομένων. Επιπλέον, επιλέχθηκαν 1.000 ερυθροί γίγαντες για πού χρησιμοποιήθηκαν ως δείκτες μέτρησης αποστάσεων για αστρομετρικούς σκοπούς. Οι αστέρες αυτοί αποτελούν μία πρόσθετη λίστα στόχων για μελέτες αστροσεισμολογίας βασισμένης σε LC δεδομένα. Υπεύθυνο για τον χειρισμό των δεδομένων και τις μελέτες αστροσεισμολογίας με τη χρήση του Kepler είναι το *Kepler Asteroseismic Science Consortium (KASC)* που αριθμεί περίπου 250 μέλη. Το ανθρώπινο αυτό δυναμικό είναι διαχωρισμένο σε υποομάδες ανάλογα με το ποιος τύπος μεταβλητού αστέρα μελετάται.



Εικόνα 3.11. Τα φάσματα συχνότητων τριών αστέρων ηλιακού τύπου. Διακρίνεται η προσαρμοσμένη καμπύλη (μαύρη γραμμή) και οι χαρακτηριστικές συχνότητες p – mode στον πρώτο εξ' αυτών. (Gilliland 2010).

Ένα μεγάλο μέρος των δεδομένων και των ερευνών αφιερώθηκε στους αστέρες ηλιακού τύπου (solar-like). Ο αρχικός στόχος της αποστολής ήταν να παρατηρηθούν περίπου 1500 τέτοιοι αστέρες και να μελετηθεί η συμπεριφορά τους. Στην εικόνα 3.11. φαίνονται τα πρώιμα αποτελέσματα τριών εξ' αυτών. Πρόκειται για αστέρες 9^{ου} μεγέθους με θερμοκρασίες παραπλήσιες του Ηλίου που παρατηρήθηκαν κατά το Q1 της αποστολής. Και οι τρεις παρουσιάζουν

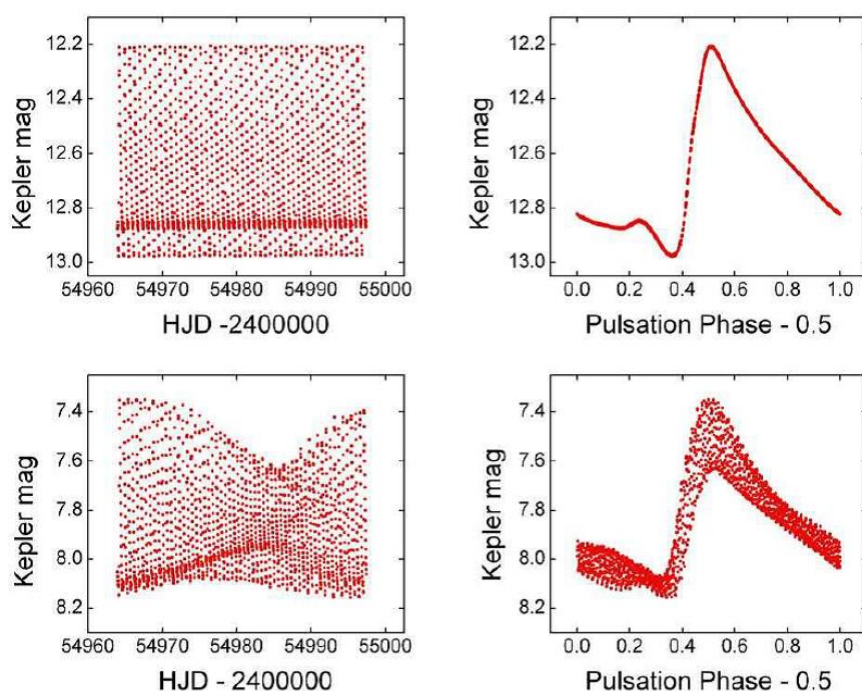
ισχυρές κορυφές στις ακουστικές συχνότητες (p – mode) των οποίων η ευκρίνεια στο φάσμα δείχνει το υψηλό S/N των παρατηρήσεων. Παρόμοιες ηλιακού τύπου ταλαντώσεις φαίνεται πως λαμβάνουν χώρα σε εξώτερες περιοχές ερυθρών γιγάντων αν και πρόκειται για ταλαντώσεις παρόμοιες μεν με του Ηλίου μικρότερων δε συχνοτήτων. Οι πρώτες ισχυρές ενδείξεις περί μη ακτινικών ταλαντώσεων σε γίγαντες φασματικών τάξεων G και K προέκυψαν από φωτομετρικές έρευνες της αποστολής CoRoT. Η αποστολή του Kepler κατάφερε να καταγράψει κατά τις πρώτες μάλιστα ημέρες συλλογής δεδομένων τέτοιου τύπου ταλαντώσεις με μέγιστες συχνότητες ν_{max} που κυμαίνονται από 10 μHz έως και 280 μHz (εικ. 3.12) Μεταξύ άλλων ευρημάτων βρίσκονται οι πρώτες ανιχνεύσεις ταλαντώσεων σε γίγαντες χαμηλής φωτεινότητας με $\nu_{max} > 100 \mu\text{Hz}$. Επιπλέον, ο χαμηλός θόρυβος στα τα φάσματα συχνοτήτων του Kepler δίνει τη δυνατότητα ανίχνευσης ταλαντώσεων με $l=3$ αυξάνοντας την αστεροσεισμολογική πληροφορία για τους αστέρες αυτούς. Οι γίγαντες αστέρες που καταγράφηκαν από το Kepler για αστρομετρικούς σκοπούς έδωσαν επιπλέον στόχους για περαιτέρω μελέτη.



Εικόνα 3.12. Φάσμα συχνοτήτων για τους ερυθρούς γίγαντες του Kepler όπου έχει γίνει ταξινόμηση σύμφωνα με τη μέγιστη συχνότητα του εκάστοτε αστέρα. Το ομοιόμορφο υπόβαθρο πάνω δεξιά είναι ενδεικτικό της ποιότητας των παρατηρήσεων του Kepler καθώς υποδηλώνει χαμηλό θόρυβο. Διακρίνονται οι πρώτοι γίγαντες χαμηλής φωτεινότητας με $\nu_{max} > 100 \mu\text{Hz}$ (Gilliland 2010).

Μεγάλη έμφαση δόθηκε στους κλασσικούς παλλόμενους αστέρες από τα μέλη του KASC. Οι κλασσικοί Κηφείδες (δ Cep, πληθυσμού I) είναι οι σημαντικότεροι δείκτες αποστάσεων στον Γαλαξία, και όχι μόνο, και οι περίοδοί τους κυμαίνονται από 2 έως και 50 days (βλ. παρ. 2.2.3). Η υψηλής ακρίβειας φωτομετρία του Kepler παρέχει τη δυνατότητα να μελετηθούν οι ακτινικές αναπάλσεις και να αναδειχθούν αναπάλσεις άλλων τύπων που η ποιότητα των επίγειων παρατηρήσεων δεν ήταν σε θέση να καταγράψει. Επιπλέον, η συνεχόμενη καταγραφή των αστερών αυτών για μεγάλα διαστήματα δίνει τη δυνατότητα παρακολούθησης των μεταβολών της περιόδου και την σύνδεσή της με τις μεταβολές της εσωτερικής δομής λόγω αστρικής εξέλιξης.

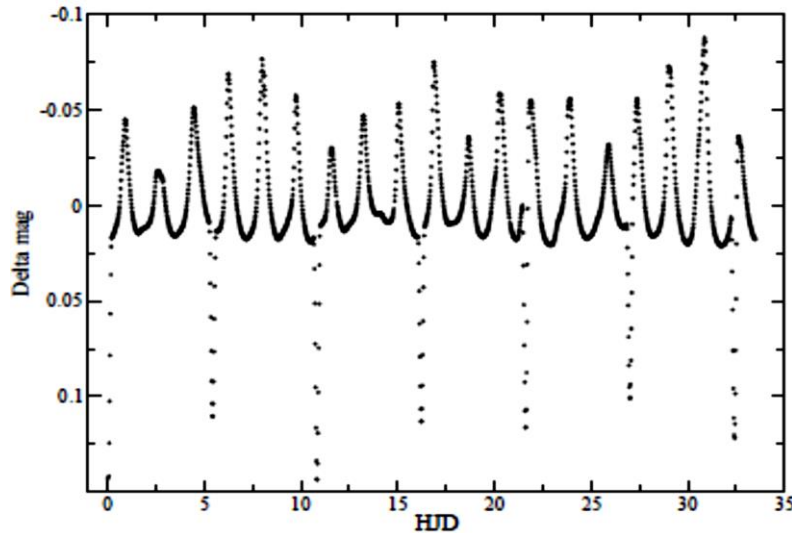
Οι ακτινικά παλλόμενοι RR Lyr αστέρες αποτελούν μια ακόμα κατηγορία προς μελέτη για τον KASC. Οι υψηλές δυνατότητες του Kepler θα επιχειρήσουν να λύσουν το διαχρονικό πρόβλημα της ακτινικής ανάπαλσης γνωστό ως φαινόμενο Blazhko. Το φαινόμενο αυτό εμφανίζεται σε αρκετούς παλλόμενους αστέρες τύπου RR Lyr και αφορά μεταβολές της φάσης και των πλατών των φωτομετρικών μεταβολών όπως φαίνεται και στην εικόνα 3.13. Τα δεδομένα του Kepler χρησιμοποιούνται για να ελέγξουν τις υπάρχουσες θεωρίες και να ανακαλύψουν την ύπαρξη πιθανών μη ακτινικών τύπων ταλάντωσης αλλά και ακτινικών ταλαντώσεων στον δεύτερο απόηχο (second overtone).



Εικόνα 3.13. Επάνω: Φωτομετρικές καμπύλες του RR Lyr, αστέρα τύπου RR Lyr, από το Q1 της αποστολής συναρτήσει του χρόνου (αριστερά) και συναρτήσει της φάσης (δεξιά). Κάτω: Φωτομετρικές μεταβολές του ίδιου του RR Lyr συναρτήσει του χρόνου (αριστερά) και συναρτήσει της φάσης (δεξιά) (Gilliland 2010).

Μια ακόμη σημαντική και μεγάλη κατηγορία παλλόμενων αστερών που περιλαμβάνεται στο πρόγραμμα του KASC είναι οι μακροπερίοδοι τύπου Mira και Semiregular. Πρόκειται για γίγαντες φασματικής τάξης συνήθως M με περιόδους όπως είδαμε πάνω από 50 d και αποτελούν τους ψυχρότερους και λαμπρότερους αστέρες του προγράμματος. Επίγειες παρατηρήσεις έχουν αποκαλύψει την ύπαρξη ταλαντώσεων πολλαπλών τύπων και μεγάλων χρονοσειρών (10 – 100 d). Οι ταλαντώσεις αυτές φαίνεται πως σχετίζονται με φαινόμενα μεταφοράς και απώλειας μάζας. Καθώς τα φαινόμενα αυτά δεν είναι πλήρως κατανοητά, δίνεται η ευκαιρία μέσω των δεδομένων του Kepler να διαλευκανθούν. Ακόμα, θα μελετηθεί ο ρόλος του μηχανισμού- κ στις ταλαντώσεις αλλά και η σχέση του με φαινόμενα μεταφοράς που λαμβάνουν χώρα στο εσωτερικό των αστερών. Τέλος, θα επιχειρηθεί να εξηγηθούν οι παρατηρούμενες δευτερεύουσες φωτομετρικές μεταβολές μακράς περιόδου σε αυτούς τους αστέρες και να βρεθούν άλλες μη γραμμικές και πιθανόν χαστικές συμπεριφορές. Αυτές είναι πιθανόν να σχετίζονται με τις απεριοδικές φωτομετρικές που παρατηρούνται σε τέτοιου τύπου αστέρες.

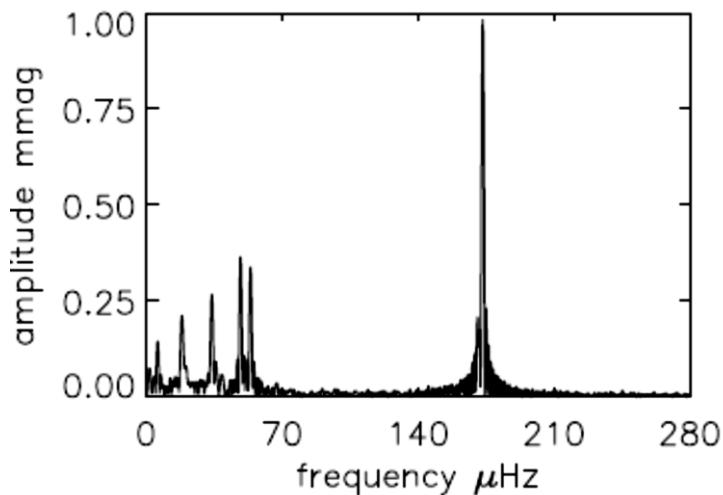
Οι Βραδέως Παλλόμενοι B (Slowly Pulsating B) αστέρες πάλλονται με υψηλής τάξης g τύπου ταλαντώσεις με περιόδους που κυμαίνονται από 0.3 – 3 d. Οι ταλαντώσεις αυτές συντηρούνται μέσω του μηχανισμού- κ και παρουσιάζουν έντονη πολυπεριοδικότητα (εικ. 3.14). Μέσω του Kepler θα επιχειρηθεί ανίχνευση ταλαντώσεων μικρών πλατών που δεν δύνανται να ανιχνευθούν μέσω επίγειων παρατηρήσεων. Επιπλέον, θα εξεταστεί η υπόθεση ύπαρξης υβριδίων SPB/δ Sct (Degroote et al. 2009) επιχειρώντας έτσι τη σύνδεση της κλασσικής Ζώνης Αστάρειας με τη θερμή αυτή περιοχή της Κύριας Ακολουθίας. Ακόμα, η μελέτη των πιο εξελιγμέ-



Εικόνα 3.14. Φωτομετρικές μεταβολές του SPB αστέρα KIC 11285625 από το Q1 της αποστολής. Διακρίνονται πολυπεριοδικές μεταβολές διαφόρων πλατών αλλά και η ύπαρξη πρωτεύοντος και δευτερεύοντος ελαχίστου οφειλόμενων σε εκλείψεις (Gilliland 2010).

-νων SPB του δείγματος θα δώσει πληροφορίες για την επίδραση της αστρικής εξέλιξης στα πλάτη και τις περιόδους των ταλαντώσεων. Εξίσου σημαντικές πληροφορίες για το εσωτερικό των εξελιγμένων αστέρων και την επίδραση της εξέλιξης στις ταλαντώσεις θα δώσει η μελέτη των β Cer παλλόμενων αστέρων. Οι περιορισμοί των επίγειων παρατηρήσεων ξεπερνιούνται μέσα από την ποιότητα των δεδομένων του Kepler. Έτσι μπορεί να εξεταστεί η υπόθεση ύπαρξης ταλαντώσεων ηλιακού τύπου στους β Cer αστέρες.

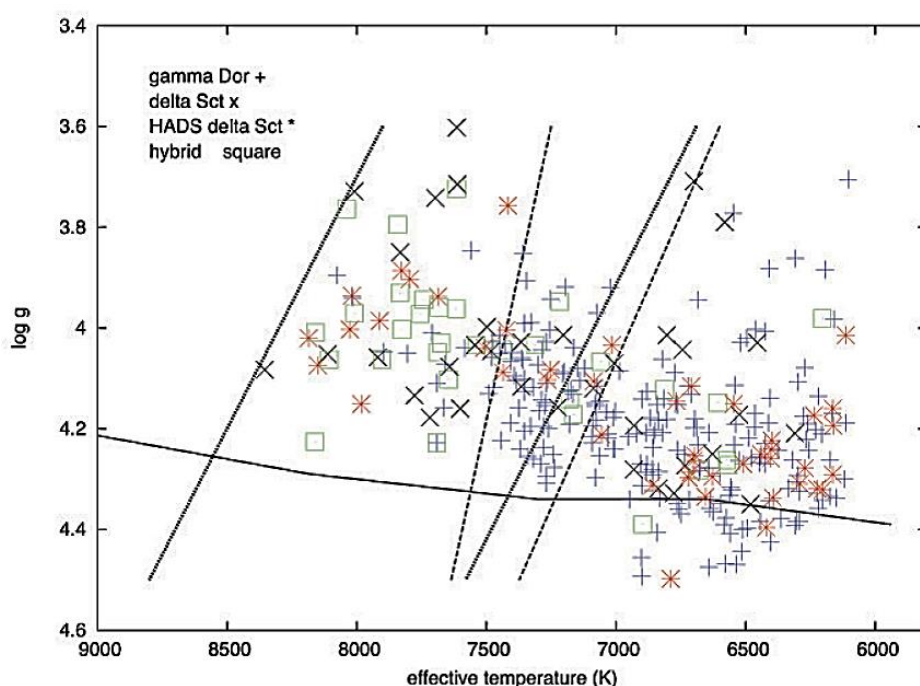
Από το πρόγραμμα αστεροσεισμολογίας του KASC δεν θα μπορούσαν να λείπουν οι παλλόμενοι αστέρες τύπου δ Scuti και γ Doradus (βλ. παρ. 2.2.3). Οι αστέρες αυτών των κατηγοριών παρουσιάζουν ταλαντώσεις μικρών πλατών και περιόδων τύπου p και g . Έτσι, οι επίγειες παρατηρήσεις δεν μπορούν να εντοπίσουν την πλήρη έκταση των διεργασιών που λαμβάνουν χώρα στο εσωτερικό τους. Το γεγονός ότι οι αστέρες αυτοί ταλαντώνονται σε μεγάλο εύρος συχνοτήτων τους καθιστά κατάλληλους στόχους αστεροσεισμολογικών μελετών. Από τις πρώτες κιόλας ημέρες λειτουργίας του Kepler αποκαλύφθηκαν στα LC του Q1 αρκετοί υβριδικοί αστέρες. Οι αστέρες αυτοί ταλαντώνονται σε έναν συνδυασμό υψηλής τάξης τύπου g (γ Doradus) και χαμηλής τάξης τύπου p και g (δ Scuti) (εικ. 3.15). Πρόκειται για σχετικά νέους εξελικτικά αστέρες με θερμοκρασίες 6.500 – 8.000 K και μάζες 1.5 – 2 $M_{\odot}$. Μέχρι σήμερα έχουν ανακαλυφθεί από την αποστολή πάνω από 2.000 δ Sct, γ Dor και υβριδικοί αστέρες. Αναζήτηση



Εικόνα 3.15. Φάσμα πλατών του υβριδικού δ Sct/ γ Dor αστέρα KIC 09775454 όπου φαίνονται οι τύπου g ($< 70 \mu\text{Hz}$) και οι τύπου p συχνότητες ($173 \mu\text{Hz}$) (Gilliland 2009).

στα δεδομένα του Kepler έγινε από τους Uytterhoeven et al. (2011) που μελέτησαν ένα δείγμα αστέρων (> 750) καταχωρημένων ως γ Dor ή δ Scuti από το KASOC (Kepler Asteroseismic Science Operations Center). Όπως αποδείχτηκε, το 36 % του δείγματος (171 αστέρες) περιείχε υβριδικούς αστέρες. Οι παρατηρήσεις του Kepler μεταξύ άλλων έδειξαν ότι ο υβριδισμός είναι σύνηθες φαινόμενο και ότι ο αριθμός των γ Dor είναι σχετικά μεγάλος (εικ. 3.16).

Ένας από τους στόχους της αποστολής Kepler, που αποτελεί και στόχο της παρούσας εργασίας, είναι η μοντελοποίηση διπλών εκλειπτικών συστημάτων με παλλόμενα μέλη τύπου δ Scuti. Η απόπειρα ταξινόμησης αστέρων με τη μέθοδο των Debosscher et al. (2009) από τα Q0 και Q1 της αποστολής ανέδειξε εκατοντάδες παλλόμενους αστέρες πολλοί από τους οποίους αποτελούν και μέλη διπλών συστημάτων. Ο Kepler Eclipsing Binary Catalog (Prša 2011) έχει καταχωρημένα πάνω από 2.600 εκλειπτικά συστήματα πολλά εκ των οποίων παρουσιάζουν μεταβολές αναπάλλσεων (βλ. παρ. 4.1).



Εικόνα 3.16.

Διάγραμμα T_{eff} , $\log g$ με τις θέσεις των αστέρων γ Dor, δ Sct, HADS δ Sct και των υβριδικών γ Dor/ δ Sct που εξήχθησαν από τα δεδομένα του Kepler (Bradley et al. 2015).

ΚΕΦΑΛΑΙΟ 4

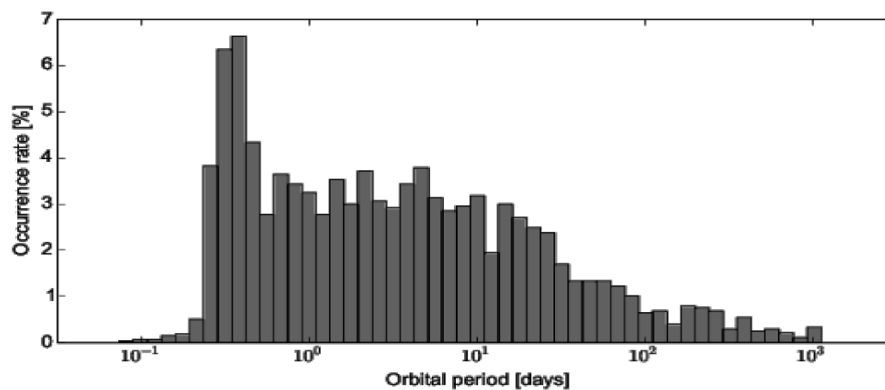
ΦΩΤΟΜΕΤΡΙΚΟ ΜΟΝΤΕΛΟ ΚΑΙ ΜΟΝΤΕΛΟ ΑΝΑΠΑΛΣΕΩΝ ΤΟΥ ΕΚΛΕΙΠΤΙΚΟΥ ΣΥΣΤΗΜΑΤΟΣ KIC 11671429

4.1 Η βάση δεδομένων του Kepler για τα εκλειπτικά συστήματα

Η διαστημική αποστολή Kepler έκανε διαθέσιμο στην επιστημονική κοινότητα έναν τεράστιο όγκο αστρονομικών δεδομένων. Όπως είδαμε επωφελήθηκαν και συνεχίζουν να επωφελούνται διάφοροι τομείς της σύγχρονης αστροφυσικής από αυτά. Τα υψηλής ακρίβειας φωτομετρικά δεδομένα της αποστολής ανέδειξαν μεταξύ άλλων πολλά εκλειπτικά συστήματα αστερών. Η σπουδαιότητά τους έχει τονιστεί σε διάφορα σημεία της παρούσας εργασίας, καθώς η μελέτη τους αποτελεί την ακριβέστερη μέθοδο προσδιορισμού των μαζών, των ακτίνων, των ενεργών θερμοκρασιών και των λαμπροτήτων των αστερών (βλ. παρ. 2.1). Ο κυριότερος κατάλογος εκλειπτικών συστημάτων από τη βάση δεδομένων του Kepler είναι ο Kepler Eclipsing Binary Catalog (KEBC). Ο κατάλογος αυτός έκανε εφικτές την παρούσα αλλά και άλλες εργασίες μελέτης εκλειπτικών συστημάτων καθώς παρέχει τα υψηλής ακρίβειας φωτομετρικά δεδομένα τη αποστολής Kepler σε συνδυασμό με σημαντικές, όπως θα δούμε παρακάτω, παραμέτρους των συστημάτων αυτών. Η παράγραφος αυτή θα κινηθεί σε δύο άξονες: (I) την περιγραφή του καταλόγου και (II) την αναζήτηση στον κατάλογο που οδήγησε στην εύρεση και επιλογή του εκλειπτικού συστήματος με παλλόμενο μέλος KIC 11671429.

I. Ο Κατάλογος Εκλειπτικών Συστημάτων

Ο πρώτος κατάλογος εκδόθηκε από τους Prša et al. (2011) και περιείχε 1.879 εκλειπτικά συστήματα από τις πρώτες 44 ημέρες λειτουργίας του Kepler. Ο στόχος του ήταν να δημιουργηθεί μια γέφυρα μεταξύ των δημοσιευμένων δεδομένων του Kepler και της ευρύτερης επιστημονικής κοινότητας που ενδιαφερόταν για τα εκλειπτικά συστήματα. Ο κατάλογος επίσης επικεντρώνεται σε δύο στόχους. Ο πρώτος είναι η καταγραφή των δεδομένων των συστημάτων με ακρίβεια τέτοια ώστε αυτά να μπορούν να χρησιμοποιηθούν σε επιστημονικές εργασίες μοντελοποίησης και ανάλυσης. Ο δεύτερος είναι η εξαγωγή της στατιστικής κατανομής των εκλειπτικών συστημάτων στο πεδίο του Kepler. Ο δεύτερος ανανεωμένος κατάλογος δημοσιεύτηκε από τους Slawson et al. (2011) και περιείχε στο σύνολο 2.165 εκλειπτικά συστήματα. Εκτός των πρόσθετων συστημάτων που εντάχθηκαν, έγινε επαναπροσδιορισμός των αστρονομικών εφημερίδων όλων των συστημάτων, ενώ αφαιρέθηκαν και κάποια από αυτά διότι επρόκειτο για παλλόμενους αστέρες μικρών περιόδων ανάπαλσης. Ακολούθησαν βελτιστοποιήσεις του καταλόγου και προσθήκες από την αποστολή K2 (Matijevic et al. 2012, Conroy et al. 2014, La Course et al. 2015). Τελικά δημοσιεύτηκε από τους Kirk et al. (2016) ο τρίτος κατάλογος, ο οποίος περιείχε εκλειπτικά συστήματα από ολόκληρο το πακέτο δεδομένων της αποστο-



Εικόνα 4.1. Κατανομή των τροχιακών περιόδων των εκλειπτικών συστημάτων στον KEBE (Kirk et al. 2016).

-λής (Q1-Q17) και περιέχει 2.878 συστήματα. Η τελευταία ανανέωση του καταλόγου αφορούσε κυρίως την απόρριψη στόχων των οποίων η μεταβλητότητα οφειλόταν σε γειτονικές πηγές και όχι στους ίδιους (Abdul-Masih et al. 2016).

Ο κατάλογος περιέχει όλες τις καταχωρήσεις του Kepler Input Catalog (KIC) καθώς και πρόσθετες πληροφορίες όπως: βάθος πρωτευόντων και δευτερευόντων ελαχίστων, πλάτος εκλείψεων, απόσταση εκλείψεων στη φωτομετρική καμπύλη, αστρονομική εφημερίδα, μία παράμετρο μορφολογικής ταξινόμησης και άλλες βασικές παραμέτρους των συστημάτων που έχουν εξαχθεί έπειτα από γεωμετρική ανάλυση των διαγραμμάτων φάσης. Ο κατάλογος καλύπτει ένα μεγάλο εύρος τροχιακών περιόδων όσον αφορά στα εκλειπτικά συστήματα (εικ. 4.1). Παρ' όλα αυτά μεγαλύτερη βεβαιότητα υπάρχει στα συστήματα με μικρές περιόδους (~1 day). Αντίθετα, στα συστήματα με μεγάλες τροχιακές περιόδους υπάρχει μεγαλύτερη αβεβαιότητα λόγω αυξημένου θορύβου, μεγάλων κενών στις παρατηρήσεις και μικρών πλατών των εκλείψεων. Επιπλέον, εκλειπτικά φαινόμενα τροχιακών περιόδων μεγαλύτερων των 1.000 days δεν μπορούν να γίνουν αντιληπτά επειδή ξεπερνούν το χρονικό διάστημα παρατήρησης. Όλες οι πληροφορίες για κάθε εκλειπτικό σύστημα που περιέχεται στον κατάλογο είναι διαθέσιμες σε ηλεκτρονική μορφή. Ο ηλεκτρονικός κατάλογος¹⁰ λειτουργεί ως ένα εύχρηστο εργαλείο οπτικοποίησης και αναζήτησης όλων των διαθέσιμων πληροφοριών για κάθε σύστημα. Παρακάτω παρουσιάζεται ένας πίνακας με τις κύριες διαθέσιμες παραμέτρους στον ηλεκτρονικό κατάλογο καθώς και τις πηγές τους όπως καταγράφονται στον KEBE (πιν. 4.1).

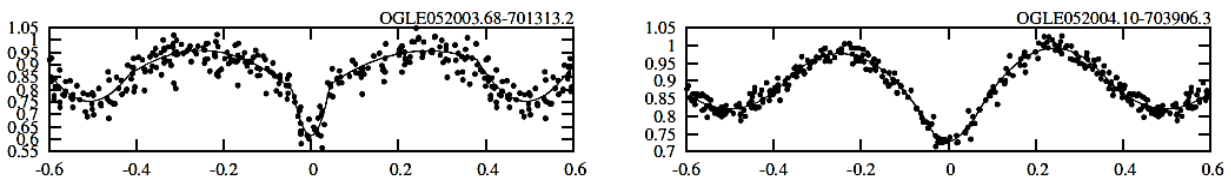
Εκτός από τις σημαντικές αυτές διαθέσιμες παραμέτρους, διατίθενται τα lc (long cadence) δεδομένα για κάθε σύστημα και κατά περίπτωση τα sc (short cadence). Τα αρχεία αυτά περιέχουν τη ροή ακτινοβολίας σε διάφορες μορφές (raw, detrended κλπ.) συναρτήσει του χρόνου και της φάσης από τις παρατηρήσεις της αποστολής Kepler (DATA). Ακόμα, για τα περισσότερα από τα συστήματα παρέχονται καμπύλες ροής ακτινοβολίας συναρτήσει χρόνου ή φάσης, διαγράμματα συχνότητας και διαγράμματα ETV (Eclipse Time Variations) τα οποία προκύπτουν από τα αντίστοιχα O-C (Observed - Calculated). Τα παραπάνω περιγράφονται αναλυτικότερα στον πίνακα 4.2. Οι πηγές δεδομένων των παραμέτρων που παρουσιάζονται στον κατάλογο είναι οι εξής:

- KIC: Kepler Input Catalog
- Polyfit (PF): Αλγόριθμος πολυωνυμικής αλυσίδας τεσσάρων πολυωνύμων που χρησιμοποιήθηκε για να επιτευχθεί αναλυτική προσαρμογή στα δεδομένα ροής - φάσης (Prša et al. 2008, εικ. 4.2).

¹⁰ <http://keplerebs.villanova.edu/>

Πίνακας 4.1. Πίνακας των διαθέσιμων παραμέτρων του καταλόγου KEBC.

Πηγή/μέθοδος εξαγωγής παραμέτρου	Τίτλος στήλης στον KEBC	Επεξήγηση παραμέτρου
KIC	KIC	Kepler Input Catalog ID: Ονομασία του συστήματος στον κατάλογο Kepler
	EPIC	Ecliptic Plane Input Catalog ID: Ονομασίες του καταλόγου KIC που αφορούν την αποστολή K2
	RA	Right Ascension: Ορθή αναφορά (°)
	DEC	Declination: Απόκλιση (°)
	GLon	Galactic longitude: Γαλαξιακό μήκος (°)
	GLat	Galactic latitude: Γαλαξιακό πλάτος (°)
	Kmag	Φωτομετρικό μέγεθος Kepler (K_p) (mag)
	Teff	Ενεργός θερμοκρασία (K)
Pinsonneault	Teff	Ενεργός θερμοκρασία (K) από τους Pinsonneault et al. 2012
Casagrande	Teff	Ενεργός θερμοκρασία (K) από τους Casagrande et al. 2010
	Period	Τροχιακή περίοδος του συστήματος (days)
	BJD ₀	Χρονική στιγμή έκλειψης. Κατά σύμβαση το πρωτεύον ελάχιστο βρίσκεται στη φάση με τιμή 0. Οι τιμές BJD ₀ υπολογίζονται ως BJD-2400000 (days)
Polyfit	pdepth	Βάθος πρωτεύοντος ελαχίστου στο διάγραμμα φάσης
	sdepth	Βάθος δευτερεύοντος ελαχίστου στο διάγραμμα φάσης. Παίρνει την τιμή -1 αν είναι < 3σ
	pwidth	Πλάτος πρωτεύοντος ελαχίστου
	swidth	Πλάτος δευτερεύοντος ελαχίστου. Παίρνει την τιμή -1 αν το sdepth είναι < 3σ
	separation	Διαφορά μεταξύ πρωτεύοντος και δευτερεύοντος ελαχίστου (sec - pri). Παίρνει την τιμή -1 αν το sdepth είναι < 3σ
EBAI	T ₂ /T ₁	Λόγος θερμοκρασιών
	ρ ₁ +ρ ₂	Άθροισμα κλασματικών ακτίνων
	q-mass ratio	Φωτομετρικός λόγος μαζών
	esinω	Η ακτινική συνιστώσα της εκκεντρότητας
	ecosω	Η εφαπτομενική συνιστώσα της εκκεντρότητας
	FF-fillout factor	Παράγοντας πλήρωσης λοβού Roche: $f = \frac{\Omega_{inner} - \Omega}{\Omega_{inner} - \Omega_{outer}}$
	sin i	Ημίτονο της κλίσης του τροχιακού επιπέδου
LLE	morph	Παράμετρος μορφολογικής ταξινόμησης (μεταξύ 0-1) που ορίζει τον βαθμό αποχώρισης των μελών του συστήματος



Εικόνα 4.2. Εφαρμογή του αλγορίθμου πολυνυμικής αλυσίδας (polyfit) σε φωτομετρικές καμπύλες της αποστολής OGLE (Prša et al. 2008).

- EBAI (Eclipsing Binaries via Artificial Intelligence): Εφαρμογή Τεχνητών Νευρωνικών δικτύων (Artificial Neural Network – ANN) σε έναν μεγάλο αριθμό μοντέλων εκλειπτικών συστημάτων με στόχο την εξαγωγή αστροφυσικών παραμέτρων. Σκοπός είναι η αυτομα-

τοποίηση εξαγωγής αστροφυσικής πληροφορίας για ογκώδεις βάσεις δεδομένων (Prša et al. 2008).

- LLE (Locally Linear Embedding): Εργαλείο μορφολογικής ταξινόμησης. Στόχος της μεθόδου είναι η αυτοματοποιημένη ταξινόμηση των καμπυλών φωτός βάσει της ομοιότητας τους και όχι βάσει των προκαθορισμένων κατηγοριών.
- ETV (Eclipse Timing Variations): Μελέτη των μεταβολών των τροχιακών περιόδων των συστημάτων για μικρές (Conroy et al 2014) και για μεγάλες περιόδους με την βοήθεια του αλγορίθμου polyfit.

Πίνακας 4.2. Περιγραφή των διαθέσιμων δεδομένων και γραφημάτων του KEBC για τα εκλειπτικά συστήματα.

Μορφή (προέλευση) διαθέσιμων δεδομένων	Διαθέσιμα δεδομένα	Επεξήγηση διαθέσιμων δεδομένων	
DATA (Δεδομένα Kepler)	phase	Φάση υπολογισμένη με τη χρήση της αστρονομικής εφημερίδας του καταλόγου (period και BJD ₀) ¹¹	lc, sc
	bjd	Βαρυκεντρική Ιουλιανή Ημερομηνία από τα δεδομένα του Kepler + 54833	lc, sc
	raw_flux raw_err	Ακατέργαστη ροή ακτινοβολίας από τα δεδομένα του Kepler κανονικοποιημένη στη μονάδα με το σφάλμα της	lc, sc
	corr_flux corr_ferr	Διορθωμένη ροή ακτινοβολίας από τα δεδομένα του Kepler κανονικοποιημένη στη μονάδα με το σφάλμα της	lc, sc
	dtr_flux dtr_err	Επεξεργασμένη ροή ακτινοβολίας με το σφάλμα της	lc, sc
PF (Δεδομένα Polyfit)	phase	Φάση υπολογισμένη με τη χρήση της αστρονομικής εφημερίδας του καταλόγου (period και BJD ₀)	lc
	pf_flux	Ροή ακτινοβολίας της πολυωνυμικής αλυσίδας - polyfit	lc
	pf_deconvolved_flux	Αποσυνελκτική ροή ακτινοβολίας της πολυωνυμικής αλυσίδας - polyfit (υπολογισμένη για Period < 10 days)	lc
	pf_deconvolved_reconvolved_flux	Επανασυνελκτική ροή ακτινοβολίας της πολυωνυμικής αλυσίδας (υπολογισμένη για Period < 10 days)	lc
FIGS (figures – data/polyfit)	raw	Γράφημα raw_flux – bjd των data με σημειωμένα κατά προσέγγιση τα αντίστοιχα quarters της αποστολής	lc, sc
	dtr	Γράφηματα dtr_flux – bjd και dtr_flux – phase από τα data	lc, sc
	pf	Γράφημα dtr_flux – phase από τα data με προσαρμογή:	lc (pf), sc (data)
	ETV	Γράφημα ETV – BJD (υπολογισμένοι χρόνοι έκλειψης)	lc

II. Επιλογή του συστήματος KIC 11671429 από τον KEBC

Όλες οι παραπάνω πληροφορίες/δεδομένα/παράμετροι μπορούν να φιλτραριστούν και να περιοριστούν στις ανάγκες του εκάστοτε ερευνητή μέσω φίλτρων αναζήτησης που παρέχονται στον ηλεκτρονικό κατάλογο. Στα πλαίσια της πρακτικής άσκησης του συγγραφέα στο Ινστιτούτο Αστρονομίας, Αστροφυσικής, Διαστημικών Εφαρμογών και Τηλεσκοπίησης (ΙΑΑ-ΔΕΤ)¹² και σε συνεργασία με τον Μεταδιδακτορικό Ερευνητή Αλέξιο Λιάκο έγινε αναζήτηση

¹¹ Ο χρόνος στα δεδομένα αναφέρεται στον χρόνο UTC (Universal Coordinated Time) και όχι στον βαρυκεντρικό (TDB) όπως είναι ο τίτλος του καταλόγου.

¹² <http://www.astro.noa.gr/>

στον κατάλογο KEBC με σκοπό την εύρεση εκλειπτικών συστημάτων που να παρουσιάζουν μεταβολές στη ροή ακτινοβολίας (πέραν των τροχιακών) οφειλόμενες σε αναπάσεις. Συγκεκριμένα, η αναζήτηση αποσκοπούσε στην εύρεση εκλειπτικών συστημάτων με μέλος δ Scuti. Η καρτέλα αναζήτησης του ηλεκτρονικού καταλόγου παρέχει τη δυνατότητα βελτιστοποίησης της αναζήτησης μέσω φίλτρων που αφορούν τις διαθέσιμες παραμέτρους του καταλόγου. Καθώς η αναζήτησή μας αφορούσε αστέρες φασματικής τάξης A, F τέθηκε φίλτρο αναζήτησης σε εύρος θερμοκρασιών 6.500 – 10.000 K. Το φίλτρο αυτό αφορά τη θερμοκρασία του πρωτεύοντος αστέρα καθώς αυτή είναι καταγεγραμμένη στον κατάλογο. Επιλέχθηκε να εμφανιστούν τα συστήματα με τις ονομασίες των καταλόγων KIC/EPIC, ενώ η αναζήτηση περιορίστηκε στην αρχική αποστολή του Kepler. Αντιθέτως, δεν τέθηκε περιορισμός στην τροχιακή περίοδο (period) καθώς δεν εξαρτάται η ύπαρξη παλλόμενου μέλους στο σύστημα από αυτήν. Για τη διευκόλυνση της αναζήτησης τα συστήματα ταξινομήθηκαν με βάση την περίοδο σε αύξουσα σειρά. Ακόμα επιλέχθηκε να εμφανιστούν για κάθε σύστημα οι εξής παράμετροι: Period, Period error, bjd₀, bjd₀ error, morph, kmag, Teff (βλ. πιν. 4.1, 4.3). Οι περίοδοι ανάπασης των δ Scuti αστερών κυμαίνονται μεταξύ 20 min – 8 hrs, επομένως προκειμένου να διακρίνονται τα σήματα ανάπασης έπρεπε να είναι διαθέσιμα τα short cadence (sc) δεδομένα του Kepler τα οποία περιέχουν παρατηρησιακά σημεία χρονικής διαφοράς ~ 1 min. Η ύπαρξη μόνο lc (long cadence ~ 30 min) δεδομένων εμπεριείχε τον κίνδυνο να μην ανιχνευθεί σήμα μικρής περιόδου ανάπασης. Καθώς η διαθεσιμότητα lc δεδομένων στα συστήματα του καταλόγου είναι προεπιλεγμένη τέθηκε μόνο το φίλτρο require sc. Τα δεδομένα γίνονται έτσι διαθέσιμα (πιν. 4.4) όπως περιγράφονται στον πίνακα 4.2. Επίσης, τέθηκε ως προεπιλογή η εμφάνιση γραφημάτων για τα lc και τα sc τόσο για τα DATA όσο για τα PF δεδομένα (εικ. 4.3). Οι καμπύλες που γίνονται διαθέσιμες με την επιλογή αυτή φαίνονται στον πίνακα 4.2 (FIGS).

Πίνακας 4.3. Η μορφή του πίνακα του ηλεκτρονικού καταλόγου KEBC ύστερα από τα φίλτρα που τοποθετήσαμε για τις παραμέτρους. Φαίνονται δύο παραδείγματα καταχωρημένων εκλειπτικών συστημάτων (*keplerebs.villanova.edu*).

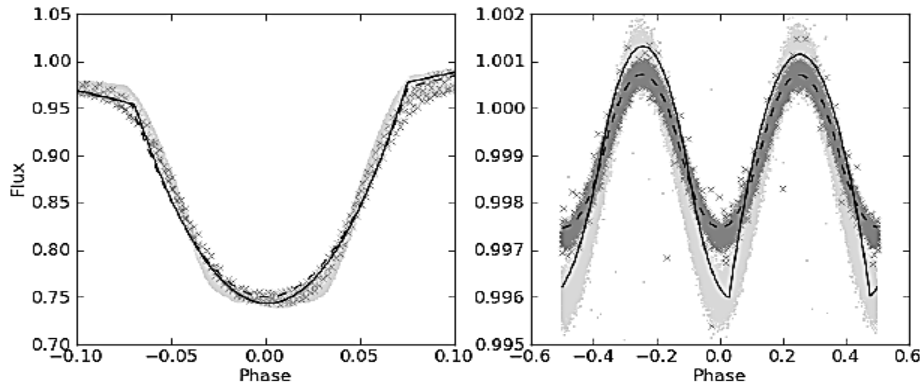
KIC/EPIC	period	period error	bjd ₀	bjd ₀ error	morph	kmag	Teff
10855535	0.1127824	0.0000000	54964.629315	0.006374	0.99	13.8700	7555.0000
9612468	0.1334715	0.0000001	54953.603803	0.007568	1.00	11.5310	7202.0000

Υστερα από την εισαγωγή των παραπάνω φίλτρων προέκυψαν συνολικά 214 εκλειπτικά συστήματα με περιόδους που κυμαίνονταν μεταξύ 0.12 – 240 days. Τα διαγράμματα φάσης που παρέχονται από τον κατάλογο απεικονίζουν όλες τις παρατηρήσεις που έχουν γίνει για τον εκάστοτε αστέρα. Αυτό έχει σαν αποτέλεσμα τα διαγράμματα να παρουσιάζουν μεγάλη πυκνότητα. Υστερα από την εισαγωγή των παραπάνω φίλτρων προέκυψαν συνολικά 214 εκλειπτικά συστήματα με περιόδους που κυμαίνονταν μεταξύ 0.12 – 240 days. Τα διαγράμματα φάσης που

Πίνακας 4.4. Ο διαδραστικός πίνακας του ηλεκτρονικού καταλόγου KEBC από όπου ο χρήστης μπορεί να κατεβάσει τα διαθέσιμα δεδομένα¹³. Απεικονίζεται η μορφή που προέκυψε ύστερα από τα φίλτρα που θέσαμε (*keplerebs.villanova.edu*).

LC data	SC data	LC Figs	SC Figs
data pf freq	data	all raw dtr pf freq etv	all raw dtr pf

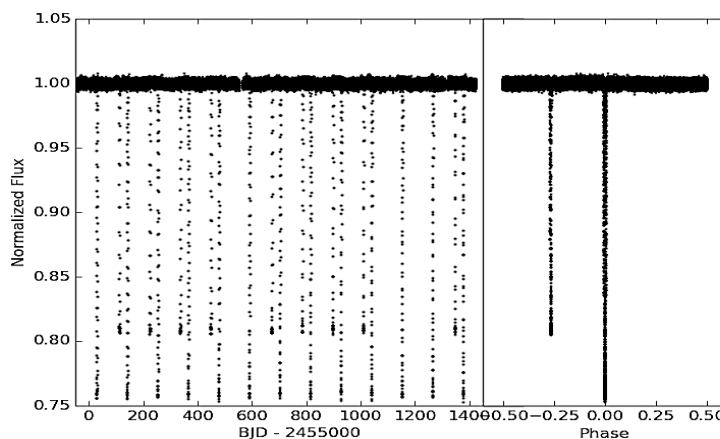
¹³ Ως προεπιλογή εμφανίζονται επιπλέον data και figs συχνοτήτων για κάθε σύστημα.



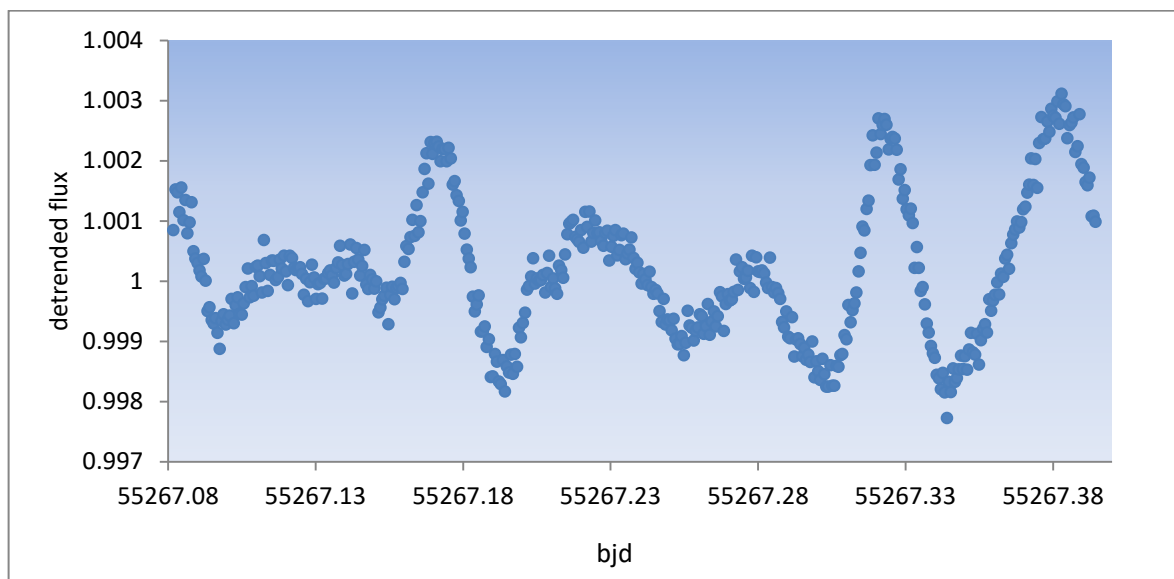
Εικόνα 4.3. Διαγράμματα ροής ακτινοβολίας – φάσης *sc* (αμυδρά σημεία) και *lc* δεδομένων (σκούρα σημεία) με προσαρμοσμένες τις καμπύλες *pf* (*polyfit* – διακεκομμένη γραμμή) και *pf_deconvolved* (συνεχής γραμμή). Τα δεδομένα προέρχονται από το Q2 και αφορούν τους αστέρες KIC 11560447 (αριστερά) και KIC 6947064 (δεξιά) (Kirk et al. 2016).

παρέχονται από τον κατάλογο απεικονίζουν όλες τις παρατηρήσεις που έχουν γίνει για τον εκάστοτε αστέρα. Αυτό έχει σαν αποτέλεσμα τα διαγράμματα να παρουσιάζουν μεγάλη πυκνότητα σημείων κάνοντας έτσι αδύνατη την εξαγωγή συμπεράσματος για την ύπαρξη ή μη αναπάσεων μέσα από την παρατήρησή τους (εικ. 4.4). Για την εξαγωγή ασφαλέστερων συμπερασμάτων ακολουθήθηκε η εξής διαδικασία διαλογής για κάθε σύστημα:

- Κατέβασμα αρχείων data για τα *lc* και *sc*.
- Δημιουργία γραφημάτων επεξεργασμένης ροής ακτινοβολίας – χρόνου (*dtr_flux* – *bjd*) από τα *sc*. Τα γραφήματα γίνονταν για χρονικά διαστήματα ~ 8 hrs (~ 0.33 days) σε φάσεις εκτός των ελαχίστων. Στόχος ήταν η ανίχνευση αναπάσεων με περιόδους μέσα στα όρια των δ *Scuti* αστέρων (20 min – 8 hrs). Επιλέγονταν διαστήματα ενδιάμεσα των ελαχίστων έτσι ώστε να διακρίνονται οι αναπάσεις ανεπηρέαστες από τις μεταβολές της ροής ακτινοβολίας λόγω τροχιακής κίνησης (εικ. 4.5). Σε κάποια συστήματα ακολουθούσε η δημιουργία γραφημάτων *dtr_flux* – *bjd* από τα *lc* δεδομένα έτσι ώστε να ανιχνευθεί τυχόν ύπαρξη μακροπεριόδων ή απεριοδικών μεταβολών.
- Προκαταρκτική ανάλυση *fourier* στα συστήματα που παρουσίαζαν περιοδικές μεταβολές μικρών περιόδων. Για κάθε τέτοιο σύστημα εξάγονταν και καταγράφονταν η κυρίαρχη συχνότητα ανάπασης. Η ανάλυση *fourier* εφαρμόζοταν συνήθως μόνο σε ένα οκτάωρο και οι συχνότητες υπολογίζονταν σαν αρχικές εκτιμήσεις.



Εικόνα 4.4. Διαγράμματα ροής ακτινοβολίας συναρτήσει χρόνου (αριστερά) και φάσης (δεξιά) για του αστέρα KIC 11671429 όπως διατίθενται στον KEBC (keplerebs.villanova.edu).

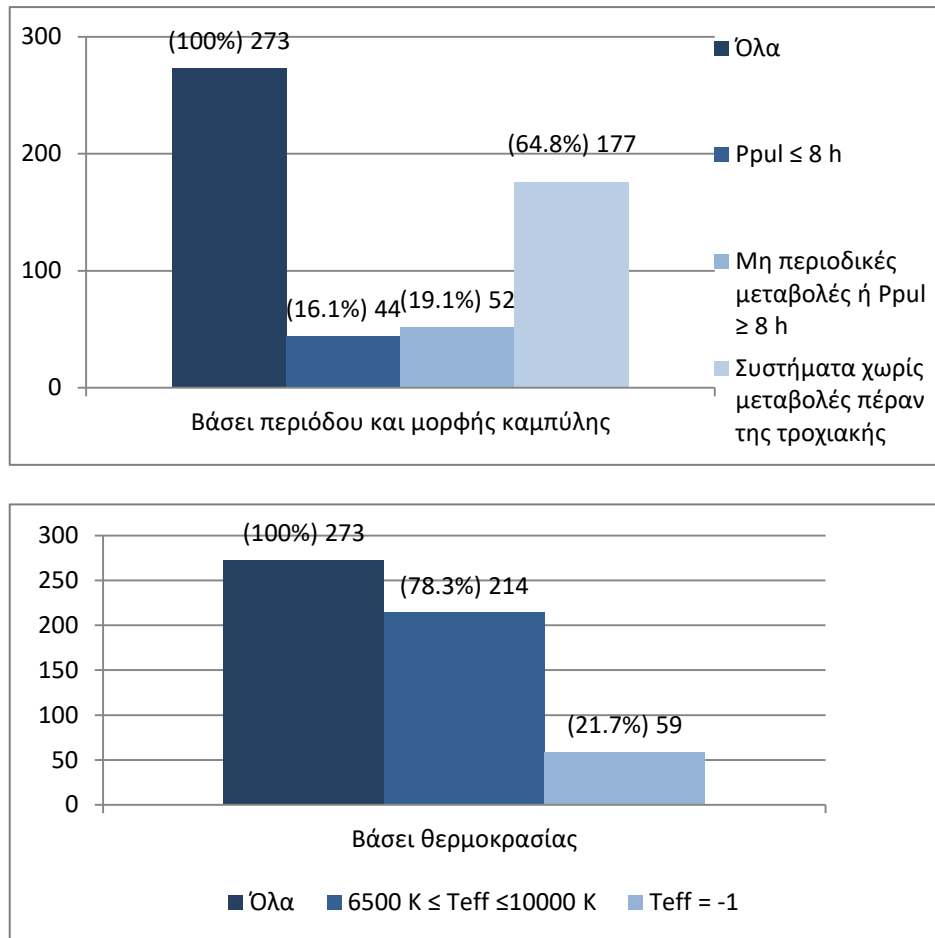


Εικόνα 4.5. Το διάγραμμα $dtr_flux - bjd$ του συστήματος KIC 11671429 από τα *sc* δεδομένα σε χρονικό διάστημα ενδιάμεσο των ελαχίστων. Διακρίνονται ξεκάθαρα οι μεταβολές της ροής ακτινοβολίας λόγω αναπάσεων.

Όλα τα συστήματα τα οποία βρέθηκαν με τα παραπάνω φίλτρα αναζήτησης καταγράφηκαν, ενώ σημειώθηκαν εκείνα τα οποία παρουσίαζαν κάποιου είδους μεταβολή στην καμπύλη ροής που δεν οφειλόταν στην τροχιακή κίνηση των μελών του συστήματος. Προφανώς στα συστήματα που εμφάνιζαν αναπάσεις με περιόδους εντός των ορίων των δ Scuti αστέρων δόθηκε ιδιαίτερη έμφαση. Η παραπάνω διαδικασία παρ' όλα αυτά δεν παρείχε όλα τα συστήματα υποψήφια για ύπαρξη παλλόμενου μέλους καθώς πολλά από τα συστήματα στον κατάλογο είναι καταγεγραμμένα με ενεργό θερμοκρασία $T_{\text{eff}} = -1$. Όλες οι παράμετροι του καταλόγου για τις οποίες δεν έχουν γίνει υπολογισμοί ή εκτιμήσεις λαμβάνουν αυτήν την τιμή. Το γεγονός αυτό απέκλεισε πολλά συστήματα από τη δική μας αναζήτηση λόγω του φίλτρου ενεργών θερμοκρασιών που επιβάλλαμε (6500 – 10000 K). Για τον λόγο αυτόν η αναζήτηση επαναλήφθηκε με ακριβώς τα ίδια φίλτρα πέραν αυτού της T_{eff} . Στο πλαίσιο της T_{eff} τέθηκε αυτήν τη φορά ως ανώτατο όριο η τιμή -1 ($\text{max} = -1$). Με αυτόν τον τρόπο εμφανίστηκαν μόνο τα συστήματα με $T_{\text{eff}} = -1$. Έτσι προέκυψαν 59 ακόμα συστήματα για τα οποία πραγματοποιήθηκε εκ νέου η διαδικασία της διαλογής που περιγράψαμε παραπάνω. Τα συνολικά 273 συστήματα που πέρασαν από τον εποπτικό μας έλεγχο διαχωρίστηκαν όπως φαίνεται στον πίνακα 4.5 και την εικόνα 4.6.

Πίνακας 4.5. Κατανομή των συστημάτων της αναζήτησης ανάλογα με τα χαρακτηριστικά τους.

Συνολικός αριθμός συστημάτων	Συστήματα με παλλόμενο μέλος με $20 \text{ min} \leq P_{\text{pul}} \leq 8 \text{ h}$	Συστήματα με άλλου τύπου μεταβολές ή με $P_{\text{pul}} \geq 8 \text{ h}$	Άλλα συστήματα χωρίς ιδιομορφίες
	44	52	176
273	Συστήματα με $6500 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 10000 \text{ K}$		Συστήματα με $T_{\text{eff}} = -1$
	214		59



Εικόνα 4.6. Γραφήματα κατανομής των συστημάτων που καταγράφηκαν βάσει των φίλτρων που χρησιμοποιήσαμε κατά την αναζήτηση που πραγματοποιήσαμε στον KEBC.

Όπως βλέπουμε στην εικόνα 4.6 περίπου το 1/3 (35.2 %) από το δείγμα εκλειπτικών συστημάτων που προέκυψε από τα φίλτρα αναζήτησής μας παρουσιάζει κάποιου είδους μεταβολή πέραν της τροχιακής που παραπέμπει σε ενδογενή φαινόμενα.

Ανάμεσα στα συστήματα που καταγράφηκαν και που παρουσίαζαν αναπάλσεις εντός οκτώρου στις καμπύλες ροής ακτινοβολίας ήταν και το εκλειπτικό σύστημα KIC 11671429, το οποίο τελικά επελέγη για την ανάλυσή μας. Τα κύρια χαρακτηριστικά του, όπως δίνονται από τον ηλεκτρονικό κατάλογο KEBC και σε συμφωνία με τα φίλτρα αναζήτησης τα οποία θέσαμε, φαίνονται στον πίνακα 4.6. Όλα τα διαγράμματα που είναι διαθέσιμα τόσο για τα lc όσο και για τα sc δεδομένα φαίνονται παρακάτω (εικ. 4.7, 4.8). Όπως φαίνεται και από το διάγραμμα ροής ακτινοβολίας του αστέρα συναρτήσει του χρόνου (βλ. εικ. 4.8), ο αστέρας δεν παρατηρήθηκε καθ' όλη τη διάρκεια μιας πλήρους τροχιακής περιόδου του στα sc. Το γεγονός αυτό δυσκόλεψε τη δημιουργία του φωτομετρικού μοντέλου (βλ. παρ. 4.2) διότι δεν καταγράφηκε το δευτερεύον ελάχιστο. Αντιθέτως, η έλλειψη αυτή δεν επηρέασε την ανάλυση συχνοτήτων (βλ. παρ. 4.3) του αστέρα για δύο κυρίως λόγους. Πρώτον, χρησιμοποιήσαμε τα διαστήματα ενδιάμεσα των ελαχίστων για την εξαγωγή των συχνοτήτων. Δεύτερον, το σύστημα παρατηρήθηκε για ~ 29 συνεχόμενες ημέρες. Το γεγονός αυτό σε συνδυασμό με τα υψηλής χρονικής διακριτικής ικανότητας sc δεδομένα παρέχουν μια συνεχή, συμπαγή χρονοσειρά ιδανική για την εξαγωγή των συχνοτήτων.

Πίνακας 4.6. Τα κύρια χαρακτηριστικά του συστήματος KIC 11671429 όπως δίνονται από τον KEBC.

KIC/EPIC	period (d)	period error (d)	bjd ₀	bjd ₀ error	morph	kmag	T _{eff} (K)
11671429	112.4637124	0.0008402	55030.556806	0.185407	0.07	10.967	7363

Η προκαταρκτική όπως και η κύρια ανάλυση fourier πραγματοποιήθηκε με τη χρήση του λογισμικού PERIOD04 (βλ. παρ. 4.3). Το αποτέλεσμα της προκαταρκτικής ανάλυσης για το σύστημα KIC 11671429 φαίνεται στον πίνακα 4.7. Η συχνότητα αυτή διακρίνεται και στο διάγραμμα συχνοτήτων των sc δεδομένων όπως δίνεται από τον KEBC ύστερα από προσεκτική παρατήρηση (εικ. 4.7)

f (c/d)	P pul (d)	P pul (hrs)
15.8727893	0.063000899	1.512021583

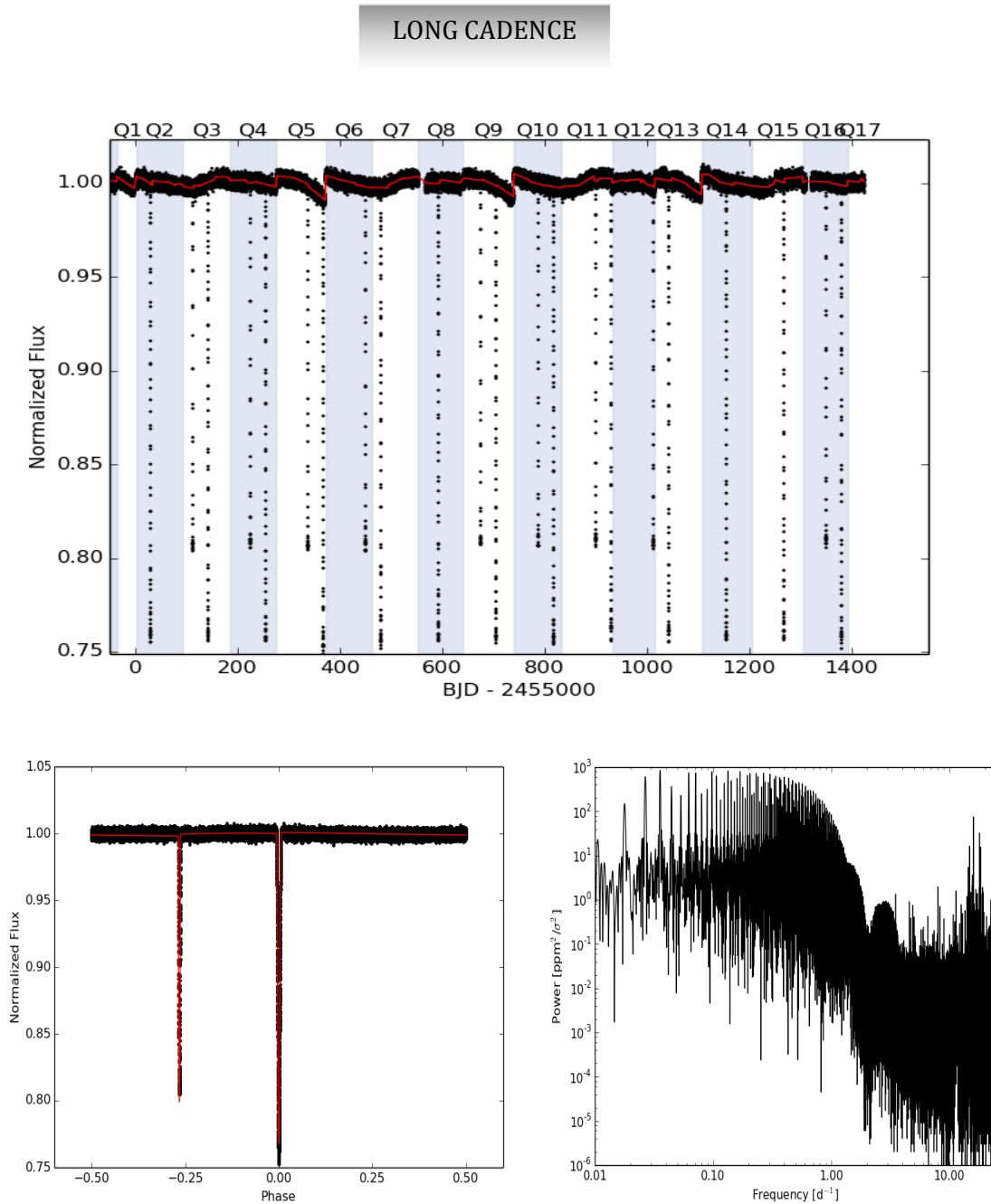
Πίνακας 4.7. Αποτελέσματα προκαταρκτικής ανάλυσης fourier για το σύστημα KIC 11671429 μόνο για την κυρίαρχη συχνότητα.

Τέλος, για λόγους πληρότητας παρατίθενται στον παρακάτω πίνακα πρόσθετα χαρακτηριστικά του συστήματος, όπως είναι διαθέσιμα στον KEBC. Η επεξήγησή τους είναι διαθέσιμη στον πίνακα 4.1.

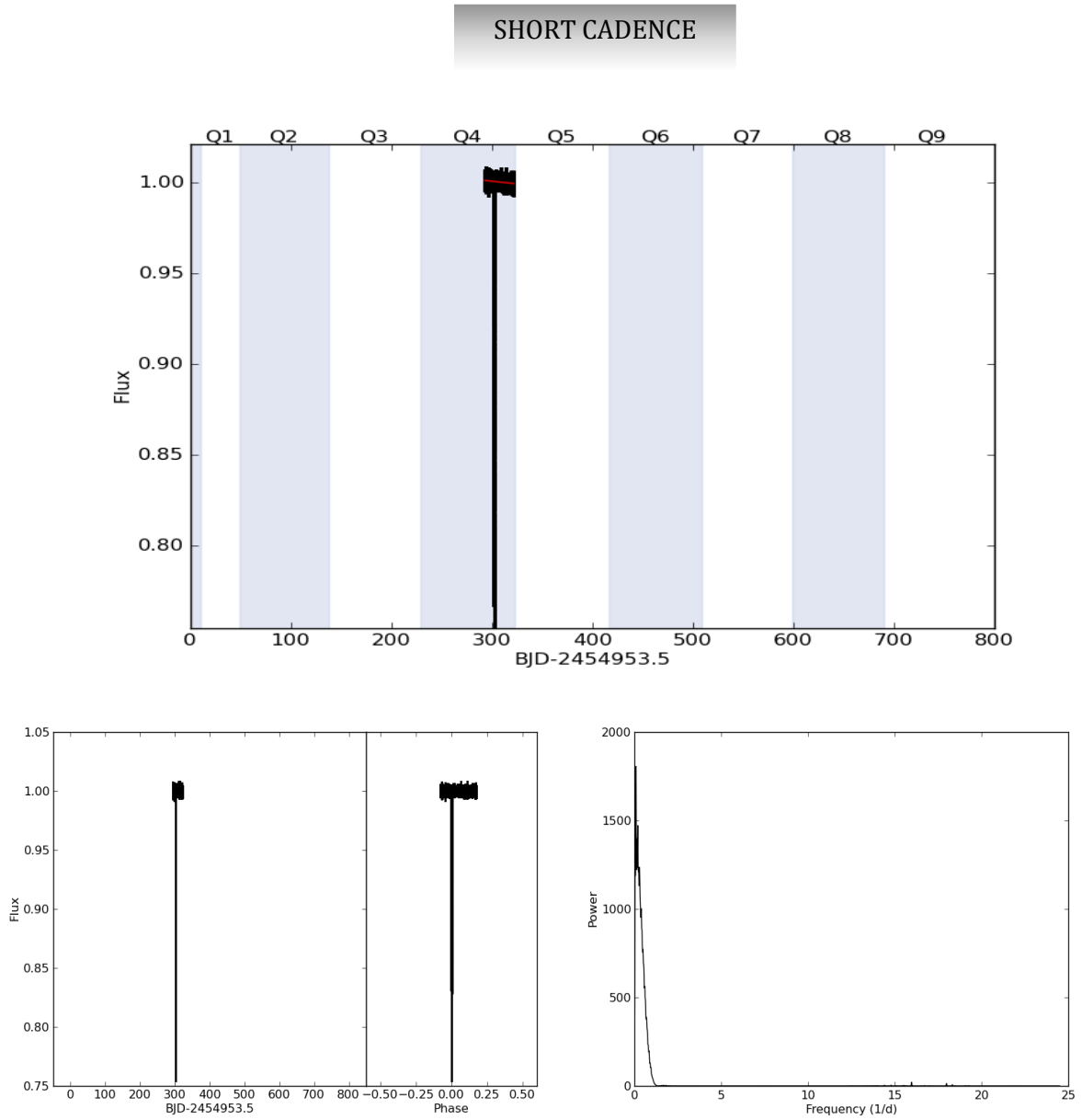
Πίνακας 4.8. Πρόσθετες παράμετροι του συστήματος KIC 11671429 όπως είναι διαθέσιμες στον κατάλογο KEBC.

RA	DEC	Glon	Glat	pdepth	sdepth	pwidth	swidth	sep
296.4534	49.7866	82.9675	12.3074	0.2326	0.2011	0.0102	0.0063	0.7344

Έχοντας στη διάθεσή μας τα lc και τα sc δεδομένα που μας παρέχει ο κατάλογος για τον αστέρα KIC 11671429 είμαστε σε θέση να ξεκινήσουμε τη δημιουργία του φωτομετρικού μοντέλου του αστέρα. Εν συνεχεία, εκμεταλλευόμενοι ζωτικές πληροφορίες που δίνει ο κατάλογος (περίοδος, ενεργός θερμοκρασία) και τα υψηλής ακρίβειας δεδομένα μπορούμε να εξαλείψουμε την επίδραση της τροχιακής κίνησης των μελών στις μεταβολές της ροής ακτινοβολίας (βλ. παρ. 4.2) και να προχωρήσουμε στην ανάλυση συχνοτήτων (βλ. παρ 4.3).



Εικόνα 4.7. Επάνω: Διάγραμμα κανονικοποιημένης ροής ακτινοβολίας του συστήματος KIC 11671429 κατά τη διάρκεια όλων των Quarters της αποστολής Kepler. Κάτω αριστερά: Ροή ακτινοβολίας σε διάγραμμα φάσης με την προσαρμοσμένη καμπύλη polyfit (κόκκινη γραμμή). Κάτω δεξιά: Φάσμα συχνοτήτων του συστήματος.



Εικόνα 4.8. Επάνω: Καταγεγραμμένη ροή ακτινοβολίας του αστέρα KIC 11671429 κατά τη διάρκεια του Q4 της αποστολής Kepler. Κάτω αριστερά: Καταγεγραμμένη ροή ακτινοβολίας συναρτήσει του χρόνου και ροή ακτινοβολίας σε διάγραμμα φάσης. Κάτω δεξιά: Φάσμα συχνοτήτων.

4.2 Ανάλυση καμπυλών φωτός

Το KIC 11671429 είναι ένα εκλειπτικό σύστημα του οποίου η καμπύλη ροής ακτινοβολίας υποδεικνύει ότι πρόκειται για αποχωρισμένο σύστημα φωτομετρικής καμπύλης τύπου Algol. Το σύστημα ανακαλύφθηκε σχετικά πρόσφατα από τη διαστημική αποστολή Kepler και καταγράφηκε στη δεύτερη έκδοση του καταλόγου KEBC. Η έκδοση αυτή περιείχε αστέρες από το δεύτερο πακέτο δεδομένων της αποστολής Kepler μεταξύ των οποίων ήταν και ο KIC 11671429 (Slawson et al. 2011). Οι Uytterhoeven et al. (2011) κατέγραψαν διάφορα χαρακτηριστικά μέσω βιβλιογραφίας για ένα δείγμα 750 αστερών φασματικών τάξεων μεταξύ A – F. Στόχος τους ήταν ένας πρώτος προσδιορισμός των αναπλάσεων των αστερών αυτών και ένας αρχικός υπολογισμός των συχνοτήτων τους. Ο KIC 11671429 χαρακτηρίστηκε ως δ Scuti αστέρας, ενώ ανιχνεύθηκαν και 312 συχνότητες μεταξύ 4.1 – 49.4 d⁻¹ με έναν συνδυασμό διαφόρων μεθόδων ανάλυσης συχνοτήτων. Η κυρίαρχη συχνότητα υπολογίστηκε ως $f_1 = 15.970 \text{ d}^{-1}$ με πλάτος 1425 ppm. Οι Armstrong et al. (2014) συνδυάζοντας πληροφορίες από τον KEBC και τις φωτομετρικές έρευνες Howell-Everett Survey (HES), Kepler INT Survey (KIS) και 2MASS επιχείρησαν να εξάγουν εκ νέου τις θερμοκρασίες των μελών 2.600 εκλειπτικών συστημάτων. Εκτός των θερμοκρασιών του πρωτεύοντος (T_1) και δευτερεύοντος (T_2) αστέρα κάθε συστήματος, παρείχαν πληροφορίες για τις ακτίνες αλλά και για τους λόγους ακτίνων του συστήματος. Για το σύστημα KIC 11671429 ο κατάλογος αυτός δίνει $T_1 = 7165 \text{ K}$, $T_2/T_1 = 0.967$ και $R_2/R_1 = 0.405$. Οι Coughlin et al. (2014) χαρακτήρισαν το σύστημα KIC 11671429, το οποίο ήταν καταγεγραμμένο ως Kepler Object of Interest (KOI) – 3567, ως False Positive. Τέλος, το σύστημα καταχωρήθηκε εκ νέου (ίσως εσφαλμένα) στον κατάλογο των Rowe et al. (2015) ως υποψήφιο για την ύπαρξη εξωπλανήτη. Η παρούσα εργασία αποτελεί την πρώτη απόπειρα εξαγωγής του λόγου μαζών με τη χρήση των διαθέσιμων φωτομετρικών δεδομένων, ενώ το φωτομετρικό μοντέλο που εξήχθη είναι το πρώτο μετά την προσαρμογή polyfit του KEBC. Για την εξαγωγή του φωτομετρικού μοντέλου χρησιμοποιήθηκε το λογισμικό PHOEBE (Physics Of Eclipsing BinariEs), το οποίο περιγράφεται παρακάτω. Η παρούσα παράγραφος αναπτύσσεται ως εξής: (I) περιγραφή του λογισμικού PHOEBE και (II) επεξεργασία δεδομένων και εξαγωγή φωτομετρικού μοντέλου του συστήματος KIC 11671429.

I. Το λογισμικό Physics Of Eclipsing BinariEs (PHOEBE)

Το λογισμικό PHOEBE αποτελεί ένα από τα δημοφιλέστερα όσον αφορά στην περιγραφή των εκλειπτικών συστημάτων. Το λογισμικό αυτό αναπαράγει το μοντέλο περιγραφής διπλών εκλειπτικών συστημάτων των Wilson-Devinney (W-D) (Wilson & Devinney 1971). Ο κώδικας W – D βασίζεται στην περιγραφή του συστήματος μέσω των εξής παραμέτρων: την κλίση του τροχιακού επιπέδου (i), τις μονοχρωματικές φωτεινότητες των μελών του συστήματος (L_1 , L_2), τους παράγοντες αμαύρωσης χείλους (limb – darkening coefficients x_1 , x_2), τους συντελεστές αμαύρωσης λόγω βαρύτητας (g_1 , g_2), τις ενεργές θερμοκρασίες (T_1 , T_2), τον λόγο μαζών (q) και τα δυναμικά των ισοδυναμικών επιφανειών (Ω_1 , Ω_2). Οι πιο σύγχρονες μορφές του κώδικα λαμβάνουν υπ' όψιν τους την εκκεντρότητα της τροχιάς (e), τον μεγάλο ημιάξονα της τροχιάς (a) καθώς και την ιδιοπεριστροφή των αστερών με την εισαγωγή της παραμέτρου συγχρονισμού (F). Στον πίνακα 4.9 παρουσιάζεται μια περιγραφή των κυριότερων διαθέσιμων παραμέτρων του προγράμματος καθώς και η ονομασία τους σε αυτό. Οι παράμετροι αυτές σύμφωνα με το μοντέλο επηρεάζουν τη μορφή της φωτομετρικής καμπύλης γι' αυτό και για την επίτευξη της

Πίνακας 4.9. Οι κυριότερες διαθέσιμες παράμετροι του PHOEBE.

Παράμετροι σχετιζόμενες με	Παράμετρος	Συμβολισμός PHOEBE	Επεξήγηση
Το σύστημα	HJD ₀	HJD ₀	Χρόνος πρωτεύοντος ελαχίστου σε Ηλιοκεντρική Ιουλιανή Ημερομηνία
	P	PERIOD	Τροχιακή περίοδος του συστήματος
	$\dot{P}$	DPDT	Πρώτη χρονική παράγωγος περιόδου
	Φ_0	PSHIFT	Μετατόπιση καμπύλης φωτός σε φάση
	α	SMA	Μεγάλος ημιάξονας της σχετικής τροχιάς
	$q (= m_2/m_1)$	RM	Φωτομετρικός λόγος μαζών
	i	INCL	Κλίση τροχιακού επιπέδου σε επίπεδο κάθετο στην οπτική ακτίνα παρατήρησης
	γ	VGA	Ακτινική συνιστώσα Συστημικής ταχύτητας
Τους αστέρες	T ₁	TAVH	Ενεργός θερμοκρασία πρωτεύοντος αστέρα
	T ₂	TAVC	Ενεργός θερμοκρασία δευτερεύοντος αστέρα
	Ω_1	PHSV	Δυναμικό επιφανείας πρωτεύοντος αστέρα
	Ω_2	PCSV	Δυναμικό επιφανείας δευτερεύοντος αστέρα
	logg ₁	LOGG1	Λογαριθμική επιτάχυνση της βαρύτητας του πρωτεύοντος αστέρα
	logg ₂	LOGG2	Λογαριθμική επιτάχυνση της βαρύτητας του δευτερεύοντος αστέρα
	[Fe/H] ₁	MET1	Μεταλλικότητα του πρωτεύοντος αστέρα
	[Fe/H] ₂	MET2	Μεταλλικότητα του δευτερεύοντος αστέρα
Την τροχιά	e	e	Σχετική εκκεντρότητα του δευτερεύοντος αστέρα
	ω	PERR0	Όρισμα του περίαστρου της σχετικής τροχιάς του δευτερεύοντος αστέρα
	F ₁	F ₁	Συντελεστής συγχρονισμού του πρωτεύοντος αστέρα
	F ₂	F ₂	Συντελεστής συγχρονισμού του δευτερεύοντος αστέρα
Τις λαμπρότητες των μελών	L ₁	Primary level luminosity	Λαμπρότητα του πρωτεύοντος αστέρα
	L ₂	Secondary level luminosity	Λαμπρότητα του δευτερεύοντος αστέρα
	I ₃	Third light level	Συνεισφορά της φωτεινότητας του τρίτου σώματος είτε σε ποσοστό επί της ολικής φωτεινότητας είτε στη ροή ανά φίλτρο
Το φαινόμενο αμαύρωσης χείλους και τις επιφάνειες των αστερών	Limb darkening law		Επιλογή της εξίσωσης υπολογισμού του φαινομένου αμαύρωσης χείλους
	Bolometric coefficients		Συντελεστές βολομετρικού μεγέθους
	A ₁	ALB1	Συντελεστής ανάκλασης πρωτεύοντος αστέρα
	A ₂	ALB2	Συντελεστής ανάκλασης δευτερεύοντος αστέρα
	g ₁	GR1	Συντελεστής φαινομένου αμαύρωσης λόγω βαρύτητας πρωτεύοντος αστέρα
	g ₂	GR2	Συντελεστής φαινομένου αμαύρωσης λόγω βαρύτητας δευτερεύοντος αστέρα

βέλτιστης προσαρμογής χρειάζεται να γνωρίζουμε ή να υποθέσουμε κάποιες από αυτές εκ των προτέρων. Το πρόγραμμα προσεγγίζει τη λύση μέσω της μεθόδου των διαφορικών διορθώσεων (*differential corrections*) (Irwin 1947), όπου χρησιμοποιείται το ολικό διαφορικό των λαμπροτήτων. Τα διαφορικά των παραμέτρων στην έκφραση του ολικού διαφορικού αντικαθίστανται με πεπερασμένες διαφορές αρκετά μικρές ώστε σε κάθε επανάληψη να προσεγγίζεται η λύση αντί να απομακρύνεται από αυτήν. Ακόμα το πρόγραμμα διαθέτει τη δυνατότητα λειτουργίας σε διαφορετικούς τύπους (modes) προεπιλεγμένων μοντέλων βασισμένων στη γεωμετρία Roche που προσαρμόζονται στο εκάστοτε πρόβλημα (πιν. 4.10). Επιπλέον, υιοθετείται η μέθοδος των πολλαπλών υποσυνόλων (*multiple subsets*) όπου επιλέγονται υποσύνολα παραμέτρων που δεν συσχετίζονται. Με αυτόν τον τρόπο οι παράμετροι που αφήνονται ελεύθερες προς σύγκλιση, προσεγγίζουν τη λύση χωρίς να επηρεάζουν τις υπόλοιπες οι οποίες διατηρούνται σταθερές. Στην περίπτωση που δεν είναι διαθέσιμος ο λόγος μαζών μέσω φασματοσκοπικών παρατηρήσεων τα υποσύνολα αυτά διαχωρίζονται ως εξής:

- Μετατόπιση καμπύλης φωτός σε φάση Φ_0 , κλίση τροχιακού επιπέδου σε επίπεδο κάθετο στην οπτική ακτίνα παρατήρησης i , ενεργός θερμοκρασία δευτερεύοντος αστέρα T_2 .
- Λαμπρότητες αστέρων, δυναμικό επιφανείας πρωτεύοντος αστέρα Ω_1 , Δυναμικό επιφανείας δευτερεύοντος αστέρα Ω_2 , Φωτομετρικός λόγος μαζών q , συνεισφορά της φωτεινότητας του τρίτου σώματος I_3

Στην περίπτωση που υπάρχουν διαθέσιμες φασματοσκοπικές παρατηρήσεις, προστίθενται στο δεύτερο υποσύνολο ο μεγάλος ημιάξονας της τροχιάς a και η συστημική ταχύτητα γ πέραν του φασματοσκοπικού πλέον λόγου μαζών. Οι υπόλοιπες παράμετροι που είναι απαραίτητες για τον προσδιορισμό των παραμέτρων του συστήματος παρέχονται μέσα από τη βιβλιογραφία ή εκτιμώνται με βάση τη θεωρία. Αυτό ισχύει τόσο για τροχιακές (π.χ. e , ω) όσο και για τις σχετιζόμενες με τους αστέρες παραμέτρους (π.χ. T_1 , A_1 , A_2 , g_1 , g_2). Μέσω των επαναλαμβανόμενων υπολογισμών (iterations) των δύο παραπάνω υποσυνόλων το πρόγραμμα προσεγγίζει τη λύση και κατασκευάζει τη βέλτιστη δυνατή προσαρμοσμένη καμπύλη. Στόχος είναι η ελαχιστοποίηση του **αθροίσματος του τετραγώνου των υπολοίπων (Σres^2)** και η επίτευξη της ομαλότερης δυνατής καμπύλης στα παρατηρησιακά δεδομένα. Καθώς οι φωτομετρικές καμπύλες διαφέρουν συνήθως από φίλτρο σε φίλτρο, τα παραπάνω πρέπει να επαναληφθούν για κάθε ένα από τα πακέτα παρατηρησιακών δεδομένων στα φίλτρα αυτά.

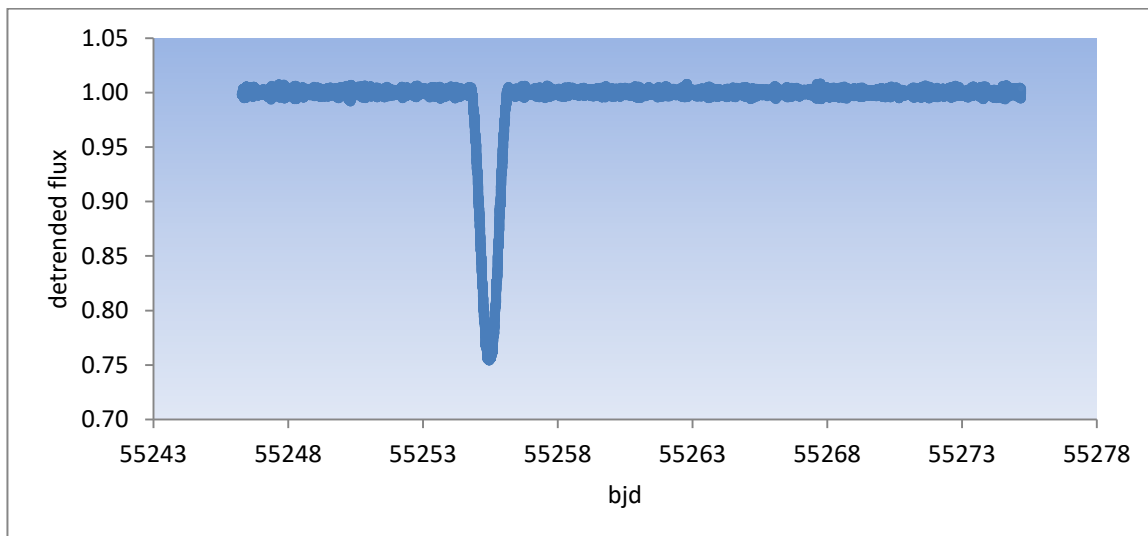
Πίνακας 4.10. Τα διαθέσιμα modes του PHOEBE.

Mode #	Γεωμετρία Roche
0	General Binary
1	Overcontact binary not in thermal contact: Σύστημα σε υπερεπαφή όχι σε θερμική ισορροπία
2	Detached binary: Αποχωρισμένο σύστημα
3	Overcontact binary of W UMa type: Σύστημα σε υπερεπαφή τύπου EW
4	Semi - Detached Binary, primary star fills Roche Lobe: Ημιαποχωρισμένο σύστημα όπου ο πρωτεύων αστέρας γεμίζει τον λοβό Roche του
5	Semi - Detached Binary, secondary star fills Roche Lobe: Ημιαποχωρισμένο σύστημα όπου ο δευτερεύων αστέρας γεμίζει τον λοβό Roche του
6	Double contact binary: Οι αστέρες είναι σε οριακή επαφή

Μία καθοριστική παράμετρος για το φωτομετρικό μοντέλο και γενικά για το σύστημα είναι ο λόγος μαζών. Καθ' ότι δεν είχαμε στη διάθεσή μας φασματοσκοπικά δεδομένα προβήκαμε στη **μέθοδο ανίχνευσης του λόγου μαζών (q-search)**, προκειμένου να εξάγουμε τον φωτομετρικό λόγο μαζών του συστήματος. Τα δεδομένα που χρησιμοποιήσαμε, η εφαρμογή της μεθόδου q-search αλλά και τα αποτελέσματα της περιγράφονται παρακάτω.

II. Επεξεργασία δεδομένων, φωτομετρικό μοντέλο και η μέθοδος q-search

Προκειμένου το PHOEBE να φτάσει στην επίλυση της καμπύλης φωτός πρέπει να του εισάγουμε τα κατάλληλα παρατηρησιακά δεδομένα. Όπως είδαμε μέσω του καταλόγου Kepler Eclipsing Binary Catalog (KEBC) διατίθενται τόσο τα long cadence (lc) όσο και τα short cadence (sc) δεδομένα του αστέρα KIC 11671429 (βλ. παρ. 4.1). Παρ' όλα αυτά κατά τη διάρκεια του Q4 της αποστολής Kepler δεν παρατηρήθηκε στα sc μία πλήρης τροχιακή περίοδος του συστήματος με αποτέλεσμα να μην καταγραφεί το δευτερεύον ελάχιστο (εικ. 4.9). Για αυτόν τον λόγο χρησιμοποιήσαμε τα lc δεδομένα σαν input στο λογισμικό. Τα lc περιείχαν 65.313 σημεία χρονικής διαφοράς ~ 30 min και προέρχονται από το πλήρες πακέτο δεδομένων της αποστολής (Q1 – Q17). Σε όλες τις αναλύσεις μας χρησιμοποιήσαμε την *επεξεργασμένη ροή ακτινοβολίας (detrended flux)*. Ένας τόσο μεγάλος αριθμός πειραματικών σημείων ενδεχομένως να προκαλούσε υπερφόρτωση του λογισμικού κατά τις επαναλήψεις (iterations). Για να αποφευχθεί αυτό υπολογίσαμε ανά 50 σημεία τη μέση τιμή. Έπειτα για να μειώσουμε περαιτέρω τα σημεία διατηρώντας παράλληλα την καμπύλη ανέπαφη κατά μήκος της τροχιακής φάσης, κάναμε το ίδιο δύο διαδοχικές φορές λαμβάνοντας τη μέση τιμή ανά δύο σημεία αυτήν τη φορά. Το γεγονός ότι μειώνουμε τα σημεία παρ' όλα αυτά έχει αρνητική επίδραση στα ελάχιστα. Ενδεικτικά, τόσο το πρωτεύον όσο και το δευτερεύον ελάχιστο περιέχουν ~ 900 σημεία. Αν εφαρμόσουμε την παραπάνω διαδικασία στα πειραματικά σημεία των ελαχίστων θα παραμείνουν ~ 4 σημεία. Αυτός ο μικρός αριθμός πειραματικών σημείων δυσχεραίνει την προσαρμογή



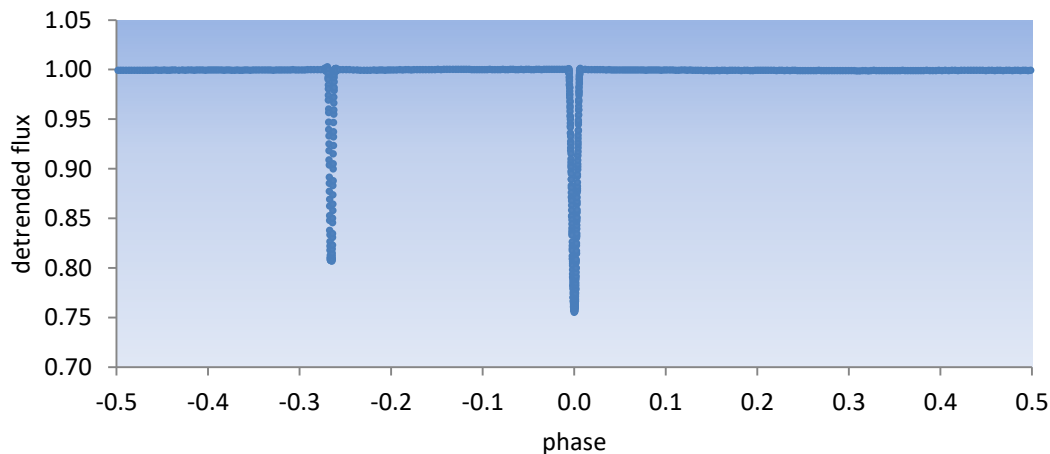
Εικόνα 4.9. Το διάγραμμα ροής ακτινοβολίας – χρόνου με όλα τα πειραματικά σημεία των sc δεδομένων της αποστολής Kepler.

της καμπύλης από το λογισμικό. Για τον λόγο αυτόν τα πειραματικά δεδομένα από την έναρξη μέχρι τη λήξη κάθε ελαχίστου διατηρήθηκαν ανέπαφα κατά την εξαγωγή της μέσης τιμής των σημείων. Συγκεκριμένα, εξαιρέθηκαν από τη διαδικασία του αρχικού υπολογισμού της μέσης τιμής (ανά 50) τα παρακάτω δεδομένα (πιν. 4.11).

Εύρος φάσεων	ελάχιστο	Αριθμός σημείων
-0.00647 έως 0.00632	πρωτεύον	900
-0.27201 έως -0.25971	δευτερεύον	600

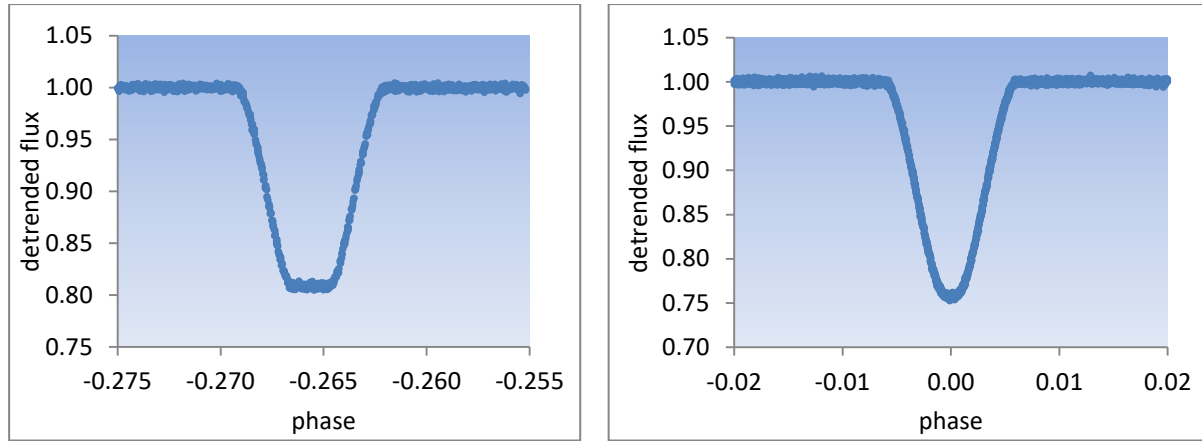
Πίνακας 4.11. Χαρακτηριστικά σημείων που αφαιρέθηκαν από την κανονικοποίηση.

Ως αποτέλεσμα της παραπάνω τροποποίησης, από τα αρχικά 65.313 σημεία, για τα $65.313 - 1.500 = 63.813$ εξήχθησαν μέσες τιμές ανά 50 ($=1.277$). Για τα συγκεντρωμένα $1.277 + 1.500 = 2.777$ σημεία εξήχθησαν μέσες τιμές ανά δύο σημεία. Το ίδιο εφαρμόστηκε και στα εναπομείναντα 1.388 σημεία. Το αποτέλεσμα ήταν (μετά την αφαίρεση δύο σημείων) **693** Ic επεξεργασμένα σημεία ροής ακτινοβολίας (εικ. 4.10).



Εικόνα 4.10. Η καμπύλη ροής ακτινοβολίας – φάσης από τα 693 επεξεργασμένα σημεία των Ic δεδομένων.

Όπως φαίνεται από την καμπύλη ροής ακτινοβολίας – φάσης (dtr_flux – phase) στο δευτερεύον ελάχιστο συμβαίνει *ολική έκλειψη* (εικ. 4.11). Αυτό σημαίνει πως ο θερμότερος αστέρας του συστήματος αποκρύπτει τελείως τον συνοδό του. Το ίδιο δεν συμβαίνει εντούτοις κατά την απόκρυψη του θερμότερου αστέρα από τον ψυχρότερο. Ακόμα, η μορφή της καμπύλης υποδεικνύει ύπαρξη εκκεντρότητας στην τροχιά λόγω του μετατοπισμένου δευτερεύοντος ελαχίστου από τη φάση 0.5. Με τη σειρά της η ύπαρξη εκκεντρότητας, μας παραπέμπει σε *αποχωρισμένο σύστημα* (βλ. παρ 2.1.3) με φωτομετρική καμπύλη τύπου Algol. Με γνώμονα τα παραπάνω και έχοντας τα κατάλληλα σημεία για την προσαρμογή της καμπύλης μέσω του λογισμικού PHOEBE επιλέξαμε τις τιμές των υπολοίπων παραμέτρων ώστε να εκκινήσουμε τις επαναλήψεις (iterations). Ως αρχική τιμή για τη θερμοκρασία του πρωτεύοντος αστέρα επιλέξαμε την $T_1 = 7165 \text{ K}$ από τους Armstrong et al. (2014). Η τιμή αυτή επιλέχθηκε αντί της αντίστοιχης του KEBC για δύο κυρίως λόγους. Πρώτον, η θερμοκρασία των Armstrong et al. (2014) είναι μεταγενέστερη από εκείνη του KEBC ο οποίος αντλεί τις θερμοκρασίες του από τον KIC και δεύτερον, οι θερμοκρασίες των συστημάτων στην εργασία τους υπολογίστηκαν από συνδυασμένες πληροφορίες τριών ερευνητικών προγραμμάτων (HES, KIS, 2MASS) λαμβάνοντας



Εικόνα 4.11. Διαγράμματα ροής ακτινοβολίας – φάσης από τα μη επεξεργασμένα I_c δεδομένα όπου φαίνεται η ολική έκλειψη στο δευτερεύον ελάχιστο (αριστερά) και το πρωτεύον ελάχιστο (δεξιά).

παράλληλα υπ' όψιν τις καταχωρήσεις του KEBC. Οι συντελεστές αμαύρωσης χείλους επιλέχθηκαν από τους πίνακες του van Hamme (1993) ως προεπιλογή από το λογισμικό για το φίλτρο R_c με μέσο μήκος κύματος 647nm (το φαινόμενο ακολουθεί νόμο συνημιτόνου). Καθώς το σύστημα ανακαλύφθηκε πρόσφατα δεν υπάρχουν πολλές πληροφορίες στη βιβλιογραφία για αυτό. Έτσι στις υπόλοιπες παραμέτρους τέθηκαν τιμές με βάση την μορφή της καμπύλης φωτός και τη θερμοκρασία των μελών. Η διαδικασία των επαναλήψεων εφαρμόστηκε αρχικά για τιμές $A_1 = 1, A_2 = 0.5$ και $g_1 = 1, g_2 = 0.32$ λόγω της θερμοκρασίας του πρωτεύοντος (<7.200 K) αλλά εκ των υστέρων αποδείχτηκε πως επιτυγχάνεται καλύτερη προσαρμογή για τις αρχικές τιμές που φαίνονται στο πίνακα 4.12. Ομοίως επελέγησαν οι τιμές των F_1, F_2 και λόγω έλλειψης οποιασδήποτε σχετικής πληροφορίας. Οι τιμές του πίνακα 4.12 είναι αυτές που χρησιμοποιήθηκαν για την εξαγωγή των τελικών αποτελεσμάτων.

Πίνακας 4.12. Αρχικές τιμές στο λογισμικό PHOEBE.

T_1 (K)	A_1	A_2	g_1	g_2	F_1	F_2	mode
	ALB1	ALB2	GR1	GR2	F1	F2	Detached Binary
7165	1	1	1	1	1	1	2

Οι παραπάνω τιμές διατηρήθηκαν σταθερές. Με τα 693 σημεία και τις αρχικές τιμές του πίνακα 4.12 ξεκινήσαμε τις επαναλήψεις. Τα υποσύνολα που τρέξαμε ήταν τα εξής:

- I. $\Phi_0, T_2, i, e, \omega$
- II. $L_1, L_2, \Omega_1, \Omega_2, q$

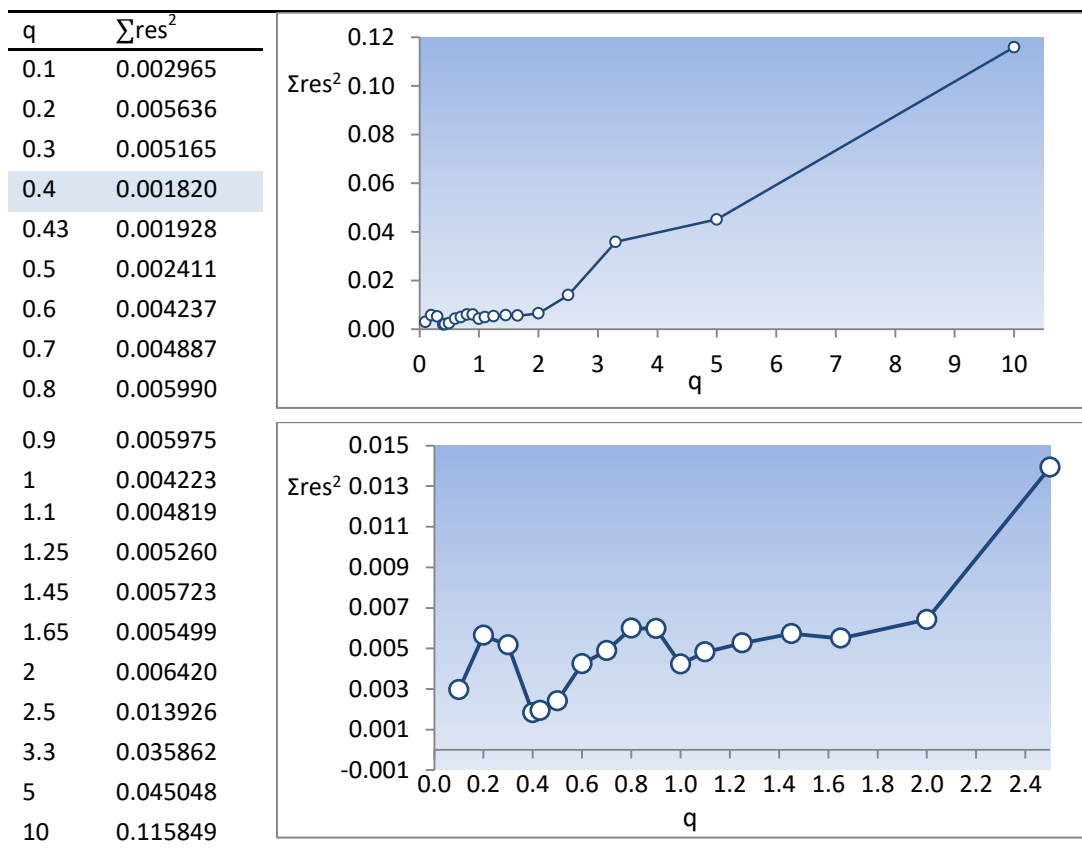
Η επεξήγησή τους είναι διαθέσιμη στον πίνακα 4.9. Καθώς δεν υπήρχε καμία ένδειξη τρίτου σώματος η παράμετρος I_3 αγνοήθηκε. Κατά τις επαναλήψεις οι τιμές κυμάνθηκαν σε μεγάλο εύρος ενώ παρατηρήθηκε εξάρτηση της διάρκειας των εκλείψεων (της θεωρητικής καμπύλης) από τα e, ω . Η ύπαρξη ολικού ελαχίστου μας προϊδεάζει για έναν συνδυασμό υψηλού i (κοντά στις 90°) και λόγου ακτίνων $R_2/R_1 \lesssim 0.5$, ενώ τα βάθη των ελαχίστων υποδεικνύουν κοντινές θερμοκρασίες των μελών. Αρχικά κατασκευάσαμε μία θεωρητική καμπύλη βάζοντας τιμές της επιλογής μας, η οποία φαινόταν να ταιριάζει ικανοποιητικά στα σημεία. Έπειτα, εφαρμόσαμε τη μέθοδο **q – search** για να βρούμε τον πιθανότερο λόγο μαζών.

Η μέθοδος αυτή εφαρμόζεται ως εξής: Από την προσαρμογή της καμπύλης που επετεύχθη προηγουμένως προβήκαμε στη σάρωση του χώρου των λύσεων για την εύρεση εκείνου του q για το οποίο ελαχιστοποιείται το Σ_{res}^2 . Αλλάζοντάς τον q κατά ένα σταθερό βήμα της επιλογής

μας τον διατηρούμε εκ νέου σταθερό και αφήνουμε τις υπόλοιπες παραμέτρους να συγκλίνουν στη λύση με τη μέθοδο των πολλαπλών υποσυνόλων καταγράφοντας το ελάχιστο Σ_{res}^2 που επιτυγχάνεται κάθε φορά. Η διαδικασία αυτή επαναλαμβάνεται για ένα εύρος τιμών του q έτσι ώστε να βρεθεί η βέλτιστη λύση. Το αποτέλεσμα είναι ένα διάγραμμα $\Sigma_{\text{res}}^2 = f(q)$ από το οποίο εξάγεται το q της βέλτιστης σύγκλισης. Ύστερα εισάγοντας αυτό το q στο λογισμικό ως αρχική τιμή επαναλαμβάνεται η διαδικασία της σύγκλισης των παραμέτρων συμπεριλαμβανομένου αυτήν τη φορά και του q . Οι τιμές που προκύπτουν για όλες τις παραμέτρους μετά την ολοκλήρωση της παραπάνω διαδικασίας είναι οι βέλτιστες δεδομένης της ύπαρξης μόνο φωτομετρικών δεδομένων.

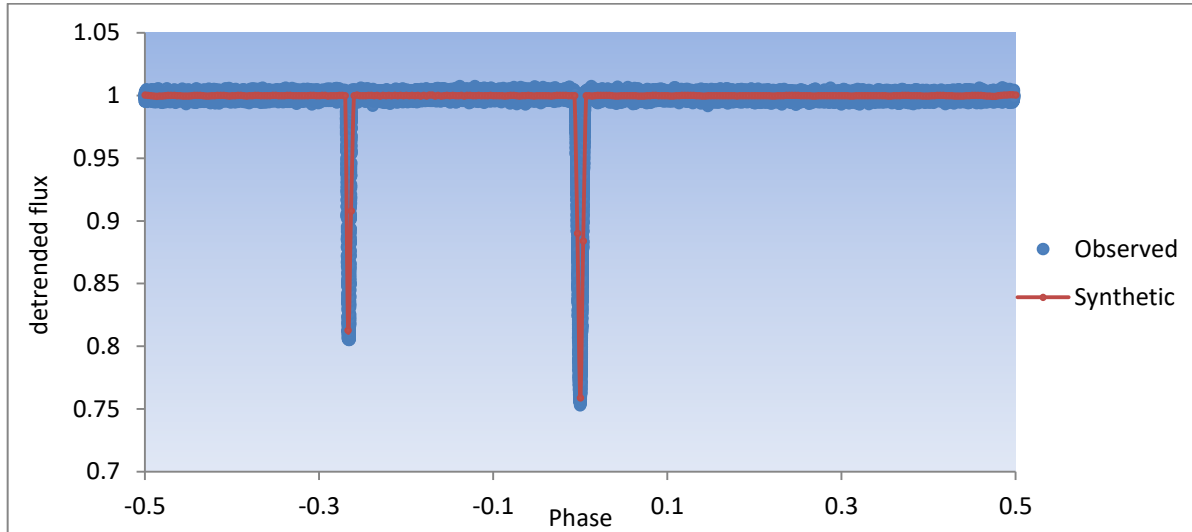
Εκκινώντας από την προσαρμογή που επετεύχθη εφαρμόσαμε τη μέθοδο q - search. Με βήμα 0.1 επαναλάβαμε τη διαδικασία για όλα τα q μέχρι και το $q = 1$. Ομοίως, συνεχίσαμε για τις τιμές $1/q$ για $0.1 \leq q \leq 1$ μέχρι την τιμή 10. Τα αποτελέσματα καθώς και το διάγραμμα $\Sigma_{\text{res}}^2 = f(q)$ φαίνονται παρακάτω (πιν. 4.13, εικ. 4.12).

Πίνακας 4.13. Τα αποτελέσματα της μεθόδου q -search.



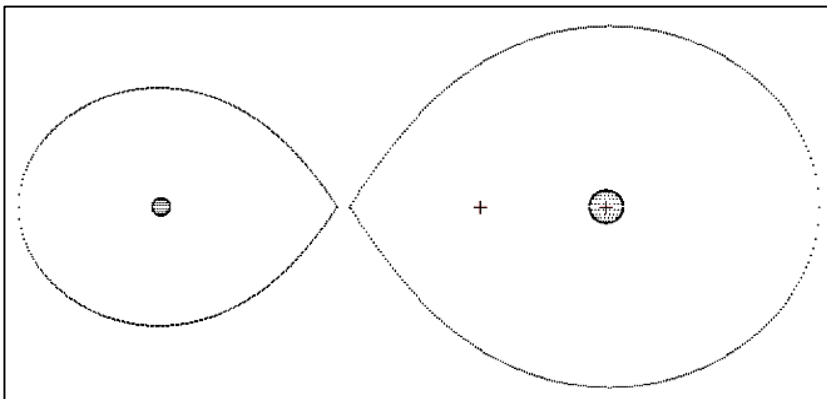
Εικόνα 4.12. Το διάγραμμα q -search. Διακρίνεται το ελάχιστο για $q = 0.4$.

Η καλύτερη προσαρμογή επετεύχθη όπως βλέπουμε και από το διάγραμμα για $q = 0.4$. Εισάγαμε την τιμή στο λογισμικό και αφήσαμε αυτήν τη φορά όλες τις παραμέτρους να συγκλίνουν στην τελική λύση. Ύστερα από πολλές επαναλήψεις η τελική τιμή του λόγου μαζών προέκυψε ως $q = 0.398 \pm 0.001$. Τα αποτελέσματα για κάθε παράμετρο καταγράφηκαν και παρουσιάζονται στον πίνακα 4.14. Στο σημείο αυτό πρέπει να προσέξουμε ότι για κάποιες παραμέτρους του συστήματος των οποίων τις τιμές δε γνωρίζουμε, το λογισμικό δεν υπολογίζει τις πραγματικές τιμές. Παραδείγματος χάριν για τις λαμπρότητες των μελών δίνονται οι απόλυ-



Εικόνα 4.13. Η προσαρμοσμένη θεωρητική καμπύλη (κόκκινη γραμμή) του PHOEBE στα 693 σημεία εισόδου.

-ες τιμές τους σε αυθαίρετες μονάδες επιλεγμένες από το λογισμικό. Για να πάρουμε τη σχετική τιμή της λαμπρότητας L_1 έχουμε $L_1/(L_1 + L_2)$. Η τιμή που προκύπτει αντιπροσωπεύει το κλάσμα της λαμπρότητας του πρωτεύοντος αστέρα ως προς τη συνολική λαμπρότητα του συστήματος. Ομοίως για τη σχετική τιμή του L_2 . Το λογισμικό παρέχει για τις παραμέτρους που υπολογίζει το standard deviation (st. dev.). Στον πίνακα 4.13 καταγράφεται ως σφάλμα των παραμέτρων (όπου παρέχεται).



Εικόνα 4.14. Απεικόνιση της γεωμετρίας Roche του συστήματος. Οι δύο σταυροί συμβολίζουν τη θέση του βαρύκεντρου και του κέντρου μάζας του πρωτεύοντος αστέρα.

Στο σημείο αυτό έχουμε πια επιλύσει την καμπύλη φωτός Έχουμε καταγράψει τις παραμέτρους που υπολογίστηκαν και έχουμε τη βέλτιστη θεωρητική καμπύλη προσαρμοσμένη στα δεδομένα. Έχοντας εξάγει το φωτομετρικό μοντέλο του συστήματος είμαστε σε θέση να προβούμε σε ανάλυση συχνότητας στα short cadence δεδομένα του. Τα δεδομένα αυτά προέρχονται από το Q4 της αποστολής Kepler και όπως είδαμε δεν αποτυπώνουν μία πλήρη τροχιακή περίοδο. Πέρασαμε τα 42.326 σημεία των sc στη λύση που αποθηκεύσαμε στο λογισμικό PHOEBE (βλ. παρ. 4.2). Η θεωρητική καμπύλη προσαρμόζεται ικανοποιητικά στα παρατηρησιακά δεδομένα (εικ. 4.13). Αυτό σημαίνει πως έχει επιτευχθεί καλή προσαρμογή. Μέσω της επιλογής plot residuals το πρόγραμμα αφαιρεί το μοντέλο του συστήματος από τα παρατηρησιακά δεδομένα και έτσι προκύπτουν τα υπόλοιπα (residuals) της λύσης.

Πίνακας 4.13. Παράμετροι του συστήματος.

ΑΠΟΤΕΛΕΣΜΑΤΑ mode 2 – Detached Binary						
Output				Output $\equiv$ Input		
Ονομασία PHOBE	Παράμετρος	Τιμή	st. dev.	Ονομασία PHOBE	Παράμετρος	Τιμή
T2	T_2 (K)	6800	3	T1	T_1 (K)	7165
Q	q	0.398	0.001	ALB1	A_1	1
INCL	i ($^\circ$)	89.535	0.004	ALB2	A_2	1
e	e	0.44046	0.00003	GR1	g_1	1
PERR0	ω	5.6925	0.0001	GR2	g_2	1
PSHIFT	Φ_0	0.138612	0.000006	F1	F_1	1
PHSV	Ω_1	47.95	0.03	F2	F_2	1
PCSV	Ω_2	37.70	0.02	X1	x_1	0.462
				X2	x_2	0.427
Σχετικές Λαμπρότητες						
	$L_1/(L_1 + L_2)$	0.8105	0.0002			
	$L_2/(L_1 + L_2)$	0.1895	0.0002			
$\Sigma \text{res}^2 = 0.0017$						

4.3 Μοντέλο αναπάλλσεων του συστήματος KIC 11671429

Το φωτομετρικό μοντέλο που εξάγαμε (βλ. παρ. 4.2) μας επέτρεψε να αφαιρέσουμε την επίδραση της τροχιακής κίνησης στις μεταβολές της ροής ακτινοβολίας αφήνοντας τα υπόλοιπα (*residuals*) στα οποία όπως θα δούμε ξεχωρίζουν οι μεταβολές λόγω αναπάλλσεων. Όπως είδαμε η βιβλιογραφία που αφορά το σύστημα είναι φτωχή (Armstrong et al. 2014, Coughlin et al. 2014, Rowe et al. 2015) και παρά το γεγονός ότι ήταν καταγεγραμμένο σε διάφορους αστρικούς καταλόγους, εντούτοις ταξινομήθηκε σχετικά πρόσφατα ως εκλειπτικό σύστημα (Slawson et al. 2011). Η μοναδική εργασία που αφορά τις αναπάλλσεις του συστήματος είναι εκείνη των Utterhoeven et al. (2011). Στην εργασία τους επιχειρείται η καταγραφή αναπάλλσεων σε ένα δείγμα αστερών φασματικής τάξης A – F από τον κατάλογο Kepler Input Catalog (KIC) μέσω των καταχωρήσεων του Kepler Asteroseismic Science Operations Center (KASOC). Σκοπός ήταν η καταγραφή της αστεροσεισμολογικής συμπεριφοράς των αστερών τύπου γ Dor, δ Scuti και των υβριδικών αστερών (*hybrids*) σε ένα δείγμα 750 αστερών του KASOC. Με τον συνδυασμό διαφορετικών μεθόδων ανάλυσης εξήγαγαν τις συχνότητες αναπάλλσεων για κάθε μία από τις καταχωρήσεις τους. Ανάμεσα σε αυτές είναι και το σύστημα KIC 11671429 για το οποίο καταγράφονται 312 συχνότητες μεταξύ $4.1 - 49.4 \text{ d}^{-1}$. Παρ' όλα αυτά τα αποτελέσματά τους για το συγκεκριμένο σύστημα δεν είναι αξιόπιστα για τους παρακάτω λόγους: Το σύστημα είναι καταχωρημένο ως αστέρας τύπου δ Scuti παρά το γεγονός ότι παρουσιάζουν και διαχωρίζουν τα εκλειπτικά συστήματα με παλλόμενο μέλος που περιέχονται στον κατάλογο. Αυτό συμβαίνει κατά πάσα πιθανότητα γιατί η τροχιακή περίοδος του συστήματος είναι πολύ μεγάλη (112 d) άρα η τροχιακή συχνότητα ($\sim 0.0089 \text{ d}^{-1}$) είναι έξω από τα όρια συχνοτήτων που βρήκαν γι' αυτό παρά το γεγονός ότι έγινε αναζήτηση σε όλες τις συχνότητες. Ακόμα, χρησιμοποιήθηκαν τα lc δεδομένα από τα Q0 και Q1 της αποστολής κατά τα οποία δεν καταγράφηκε κανένα ελάχιστο (βλ. εικ. 4.7), επομένως η καταχώρηση δεν μπορούσε να χαρακτηριστεί ως εκλειπτικό σύστημα. Ακόμα, οι συχνότητες των παλλόμενων αστερών τύπου γ Doradus είναι συνήθως μικρότερες από το ανώτατο όριο που έχουν καταγράψει οι Utterhoeven et al. (2011). Τα παραπάνω οδηγούν στο συμπέρασμα πως οι συχνότητες είναι υπολογισμένες χωρίς να ληφθεί υπ' όψιν η τροχιακή κίνηση και άρα χωρίς να αφαιρεθεί το μοντέλο του εκλειπτικού συστήματος. Τέλος, στον κατάλογο δίνεται μόνο η κυρίαρχη συχνότητα $f_1 = 15.970 \text{ d}^{-1}$.

Στην παρούσα παράγραφο εξάγουμε τις ανεξάρτητες συχνότητες καθώς και τους συνδυασμούς αυτών μέσω ανάλυσης *fourier* με τη χρήση του λογισμικού PERIOD04 έχοντας αφαιρέσει το μοντέλο της τροχιακής κίνησης του συστήματος (*binary model*, βλ. παρ. 4.2) από τα παρατηρησιακά δεδομένα. Το μοντέλο συχνοτήτων εξήχθη με τη χρήση των *short cadence* (*sc*) δεδομένων, ενώ για τη διερεύνηση των ελαχίστων με στόχο την αναγνώριση του παλλόμενου μέλους χρησιμοποιήθηκαν τα *long cadence* (*lc*) δεδομένα. Συνοψίζοντας, η παράγραφος θα κινηθεί σε τρεις άξονες: (I) μοντέλο περιγραφής παλλόμενων αστερών και περιγραφή του λογισμικού PERIOD04, (II) ανάλυση συχνοτήτων στα *residuals* των *sc* δεδομένων του συστήματος KIC 11671429 και (III) διερεύνηση στα *residuals* των *lc* δεδομένων του για την αναγνώριση του παλλόμενου μέλους.

I. Μοντέλο αναπάσεων και το λογισμικό PERIOD04

Το μοντέλο αναπάσεων ενός αστέρα εξάγεται έπειτα από την ανίχνευση συχνοτήτων στα παρατηρησιακά του δεδομένα. Στόχος της ανάλυσης συχνοτήτων είναι ο ποσοτικός προσδιορισμός των συχνοτήτων και η εύρεση της προέλευσής τους. Οι αναπάσεις περιοδικών παλλόμενων αστέρων περιγράφονται από περιοδικές ημιτονοειδείς συναρτήσεις κυμάτων. Οι κυματικές αυτές εξισώσεις σχετίζονται με τις μεταβολές λαμπρότητας του αστέρα. Σε περίπτωση ύπαρξης μίας συχνότητας ταλάντωσης το φαινόμενο μέγεθος περιγράφεται από τη σχέση:

$$m(t) = Z + A \sin[2\pi(\omega t + \Phi)] \quad (4.1)$$

Όπου $m(t)$ η μεταβολή του φαινομένου μεγέθους του αστέρα συναρτήσει του χρόνου t , A το πλάτος της ταλάντωσης, Z μία σταθερά βαθμονόμησης (για $A=0$), ω η γωνιακή συχνότητα ανάπασης¹⁴ και Φ η φάση ταλάντωσης. Σε περίπτωση που ο παλλόμενος αστέρας παρουσιάζει πολυπεριοδικότητα τότε οι μεταβολές του φαινομένου μεγέθους περιγράφονται από το άθροισμα των κυματικών εξισώσεων για κάθε συχνότητα. Η εφαρμογή αρμονικών ημιτονοειδών συναρτήσεων για την περιγραφή των μεταβολών γίνεται μέσω ανάλυσης fourier. Με τον τρόπο αυτόν εντοπίζονται όλες οι ανεξάρτητες συχνότητες του αστέρα, οι αρμονικές τους και οι συνδυασμοί τους. Οι αρμονικές συχνότητες είναι ακέραια πολλαπλάσια της μίας συχνότητας ενώ τα πλάτη τους είναι υποπολλαπλάσια εκείνου της κυρίαρχης. Μαθηματικά τα παραπάνω εκφράζονται ως εξής:

$$m(t) = Z + \sum_{i=1}^N A_i \sin[2\pi(\omega_i t + \Phi_i)] \quad (4.2)$$

Το PERIOD04 είναι ένα πρόγραμμα ανάλυσης χρονοσειρών. Για μία ογκώδη χρονοσειρά (time string) αστρονομικών δεδομένων στόχος του προγράμματος είναι ο εντοπισμός των ανεξάρτητων συχνοτήτων με σκοπό την εφαρμογή της βέλτιστης προσαρμογής της καμπύλης συχνοτήτων στα παρατηρησιακά σημεία (fitting). Το πρόγραμμα παρέχει τη δυνατότητα επεξεργασίας σε ένα διαδραστικό περιβάλλον γραμμένο σε υβριδικό κώδικα JAVA/C++ (εικ. 4.15). Η σύνθεση του περιβάλλοντος βασίζεται σε τρεις άξονες που διαχωρίζονται σε τρεις καρτέλες:

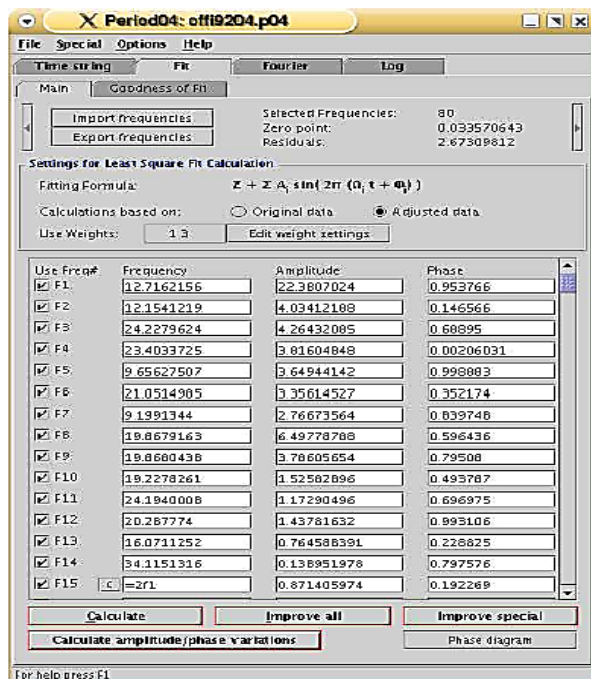
- **Καρτέλα επεξεργασίας χρονοσειράς (Time String Module)** – Ο χρήστης μπορεί να εισάγει να εξάγει και να επεξεργαστεί δεδομένα του. Προσφέρονται εργαλεία διαχωρισμού των δεδομένων σε υποομάδες, συνδυασμού πακέτων δεδομένων, εισαγωγή στατιστικού βάρους σε ένα μέρος δεδομένων κ.α. Τα δεδομένα διαχωρίζονται σε στήλες που περιέχουν χρόνο – φαινόμενο μέγεθος ενώ υπάρχει η δυνατότητα φόρτωσης μετρήσεων πέραν του φαινομένου μεγέθους (π.χ. ροή ακτινοβολίας ή ένταση ακτινοβολίας). Επίσης παρέχεται η δυνατότητα οπτικοποίησης των αποτελεσμάτων μέσα από διαγράμματα χρόνου – φαινομένου μεγέθους (ή ροής ακτινοβολίας) (εικ. 4.16).
- **Καρτέλα Προσαρμογής καμπύλης στα παρατηρησιακά δεδομένα (Fit Module)** - Το πρόγραμμα κατασκευάζει την καμπύλη προσαρμογής (fit) με βάση τις υπολογισμένες συχνότητες με τη μέθοδο ελαχίστων τετραγώνων. Πέραν της παραπάνω τεχνικής το πρόγραμμα παρέχει τη δυνατότητα συνυπολογισμού των μεταβολών των πλατών και των φάσεων ταλάντωσης στην κατασκευή της καμπύλης. Η φόρμουλα που εφαρμόζει το λογισμικό για την κατασκευή της καμπύλης είναι η σχέση (4.3) στη γενικότερη μορφή:

¹⁴ $\omega = 2\pi f$ με $f \equiv$ συχνότητα ανάπασης.

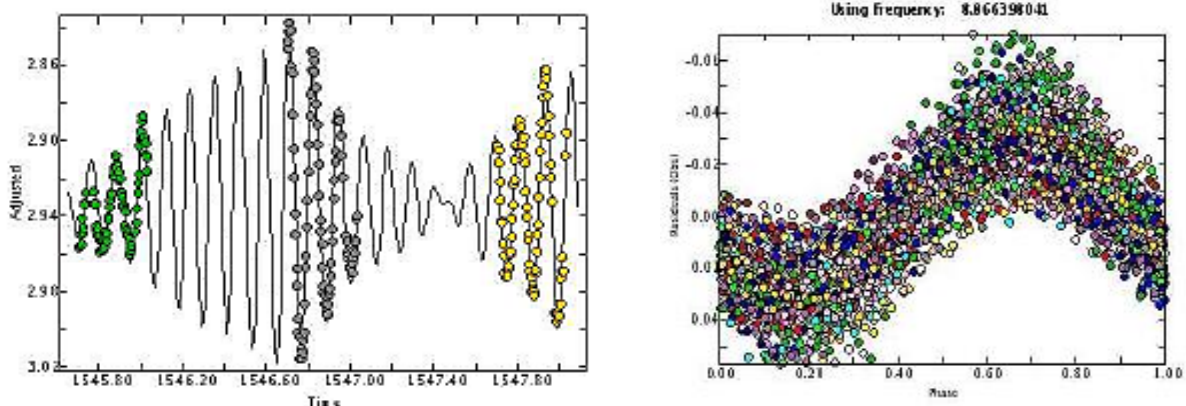
$$f(t) = Z + \sum_{i=1}^N A_i \sin[2\pi(\Omega_i t + \Phi_i)] \quad (4.3)$$

Όπου $f(t)$ είναι μία συνάρτηση που εκφράζει της μεταβολές των παρατηρησιακών δεδομένων που έχουμε εισάγει στο time string module (φαινόμενο μέγεθος, ροή ακτινοβολίας, ένταση ακτινοβολίας κλπ.), ενώ $\Omega_i \equiv \omega_i$. Επίσης, παρέχονται εργαλεία υπολογισμού των σφαλμάτων κάθε παραμέτρου με τη χρήση τριών διαφορετικών μεθόδων.

- **Καρτέλα Fourier (Fourier Module)** – Στην καρτέλα αυτή παρέχεται η δυνατότητα εξαγωγής νέων συχνοτήτων. Τίθενται τα όρια συχνοτήτων για την αναζήτηση στο φάσμα καθώς και το βήμα της αναζήτησης. Επίσης υπάρχει η δυνατότητα εξαγωγής γραφήματος του φάσματος συχνοτήτων (εικ. 4.17).



Εικόνα 4.15. Απεικόνιση του διαδραστικού περιβάλλοντος του λογισμικού PERIOD04 (Lenz & Breger 2005).

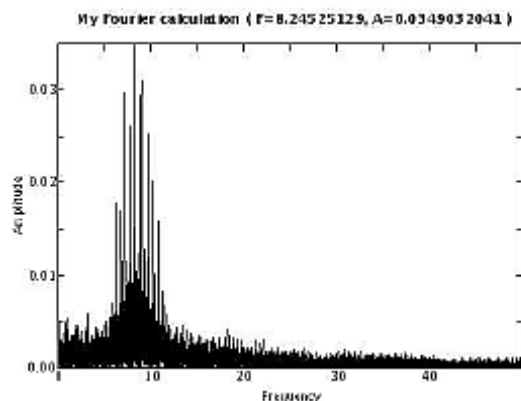


Εικόνα 4.16. Παράδειγμα διαγράμματος χρόνου φαινομένου μεγέθους (αριστερά) και διαγράμματος φάσης (δεξιά) από το λογισμικό PERIOD04 (Lenz & Breger 2005).

Το πρόγραμμα, όπως είπαμε, χρησιμοποιεί τρεις διαφορετικές μεθόδους υπολογισμού σφαλμάτων. Αυτές είναι: ο υπολογισμός των σφαλμάτων από τον πίνακα σφαλμάτων του υπολογισμού

ελαχίστων τετραγώνων, εξαγωγή σφαλμάτων με προσομοίωση Monte Carlo και υπολογισμός σφαλμάτων για τα f , A , Φ από τύπους βασισμένους σε μία σειρά υποθέσεων εξιδανικευμένης περίπτωσης.

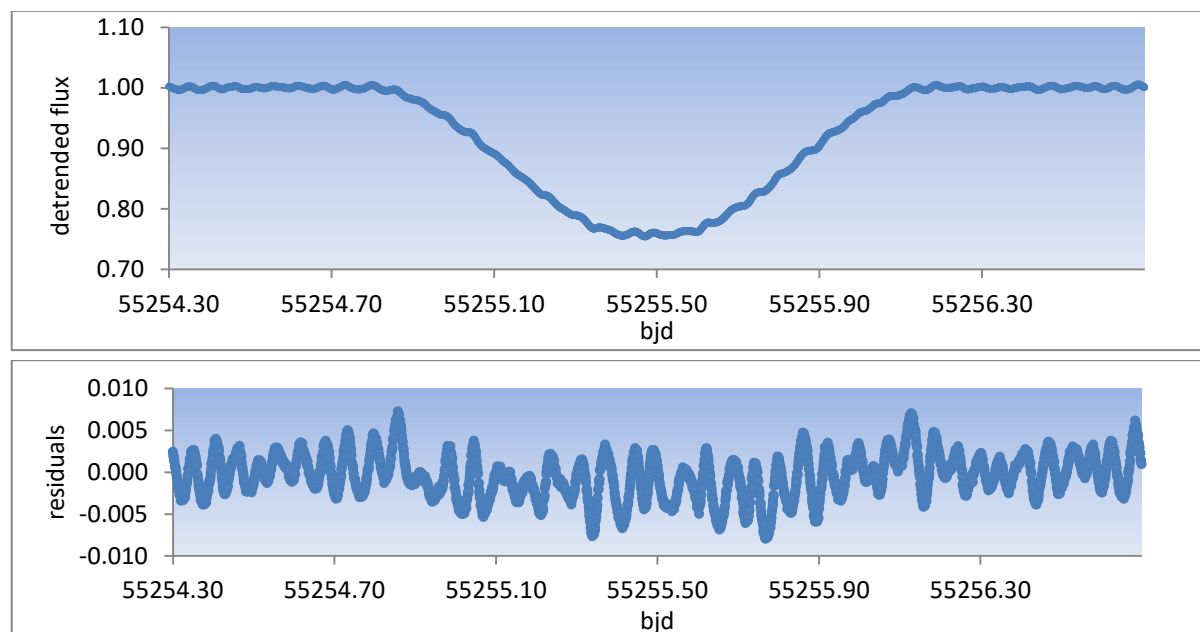
Το παραπάνω θεωρητικό πλαίσιο καθώς και το λογισμικό που το εφαρμόζει χρησιμοποιούνται παρακάτω για την εξαγωγή του μοντέλου αναπάσεων του αστέρα KIC 11671429.



Εικόνα 4.17. Παράδειγμα απεικόνισης φάσματος συχνότητων (Lenz & Breger 2005).

II. Ανάλυση συχνότητων στα sc δεδομένα

Τα sc δεδομένα της αποστολής Kepler (βλ. κεφ 3) αποτελούνται από παρατηρησιακά σημεία χρονικής διαφοράς ~ 1 min. Σε συνδυασμό με μία συνεχή *χρονοσειρά* (*time string*) παρατηρησιακών σημείων και δεδομένου ότι έχει επιτευχθεί καλή προσαρμογή και έχει αφαιρεθεί η επίδραση της τροχιακής κίνησης των μελών του συστήματος (εικ. 4.18), τα δεδομένα αυτά είναι τα πλέον κατάλληλα για τον εντοπισμό και την ποσοτικοποίηση των σημάτων ανάπασης.

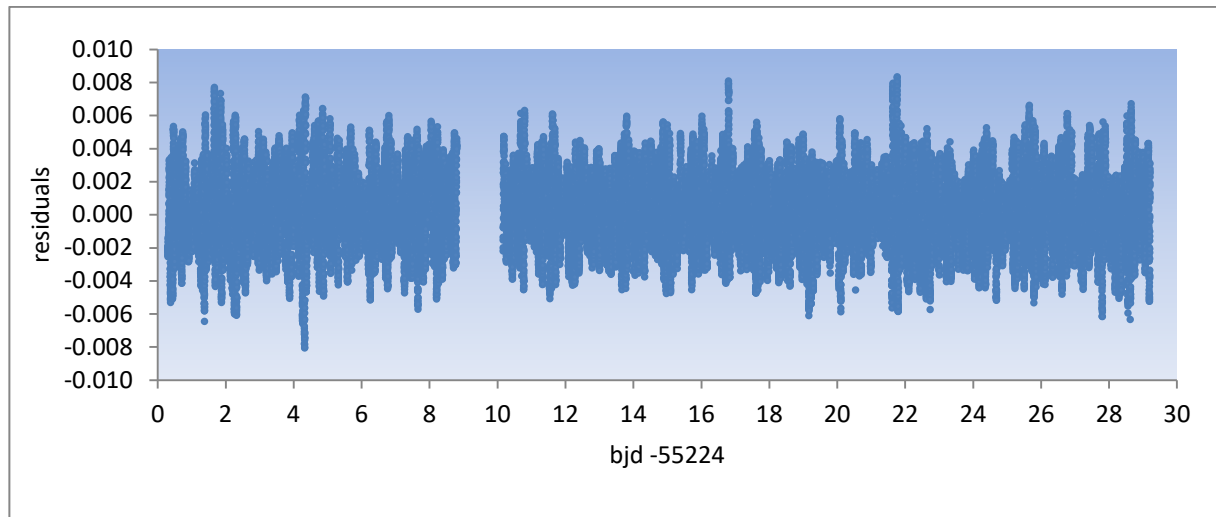


Εικόνα 4.18. Επάνω: Το πρωτεύον ελάχιστο της καμπύλης ροής ακτινοβολίας - χρόνου των sc δεδομένων. Κάτω: Τα υπόλοιπα (*residuals*) των δεδομένων μετά την αφαίρεση του εκλειπτικού μοντέλου.

Προκειμένου να εξαλείψουμε τη διαφορετική φωτομετρική επίδραση του ελαχίστου στη χρονοσειρά αφαιρέσαμε το πρωτεύον ελάχιστο το οποίο είναι και το μοναδικό που καταγράφηκε στα sc. Τα χαρακτηριστικά των σημείων που αφαιρέθηκαν είναι τα εξής:

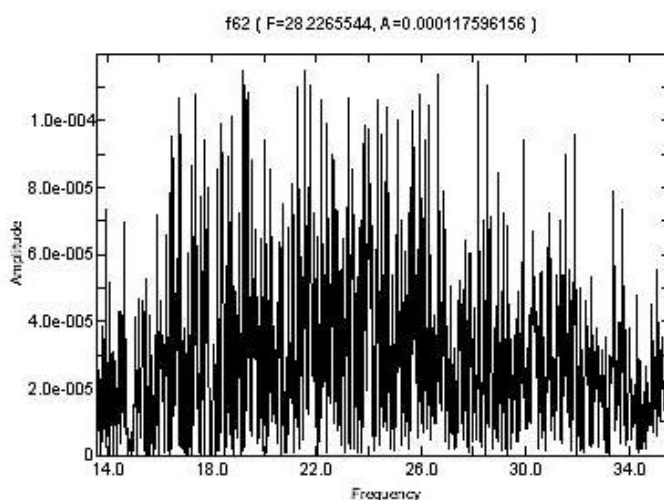
Πίνακας 4.14. Πίνακας χαρακτηριστικών των σημείων που αφαιρέθηκαν.

Εύρος φάσεων	ελάχιστο	Χρονικό εύρος	Αριθμός σημείων
-0.00606 έως 0.00608	πρωτεύον	55254.80255 - 55256.16821	2006



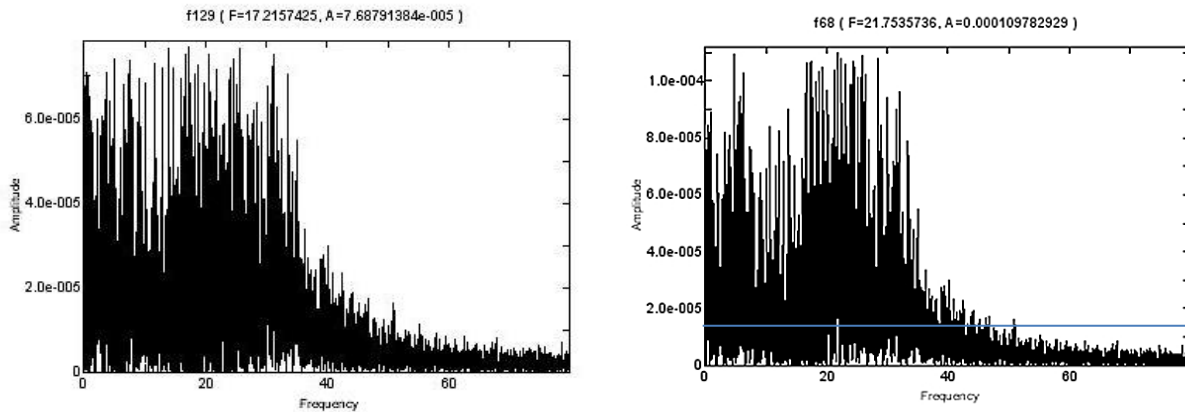
Εικόνα 4.19. Διάγραμμα ροής ακτινοβολίας - χρόνου των υπολοίπων (*residuals*) όλων των σημείων των *sc* δεδομένων μετά την αφαίρεση του μοντέλου του εκλειπτικού συστήματος και του πρωτεύοντος ελαχίστου.

Τα τελικά σημεία που εισήχθησαν στο λογισμικό φαίνονται στην εικόνα 4.19. Με τη βοήθεια του λογισμικού αναζητήθηκαν συχνότητες μεταξύ 0 – 80 d⁻¹. Υπολογίστηκαν συνολικά 129 συχνότητες. Οι συχνότητες αυτές δεν αποτελούν το σύνολο των συχνοτήτων του αστέρα καθώς φαίνεται να υπάρχουν και άλλες (εικ. 4.21). Παρ' όλα αυτά η ανίχνευσή τους ξεπερνάει την υπολογιστική μας ισχύ. Εντούτοις, καθώς οι εναπομένουσες συχνότητες εντοπίζονται πολύ κοντά στον θόρυβο, δεν αναμένουμε μεγάλο σφάλμα στην προσαρμογή μας. Από αυτές που υπολογίστηκαν μόνο οι τέσσερις πρώτες ήταν ανεξάρτητες ενώ από την πέμπτη και μετά ήταν



Εικόνα 4.20. Το φάσμα συχνοτήτων των *residuals* του αστέρα KIC 11671429 μετά την αφαίρεση της εξηκοστής πρώτης συχνότητας. Οι κορυφές των συχνοτήτων βρίσκονται πολύ κοντά μεταξύ τους με αποτέλεσμα να καταγράφεται υψηλός θόρυβος.

συνδυασμοί αυτών. Το πρόγραμμα βασισμένο σε έναν συνδυασμό εμπειρικών αποτελεσμάτων (Breger et al. 1993) και αριθμητικών προσομοιώσεων (Kuschnig et al. 1997) θεωρεί ασφαλές το αποτέλεσμα μίας συχνότητας αν ο λόγος σήματος προς θόρυβο S/N είναι μεγαλύτερος του 4. Σε πολλές εκ των συχνοτήτων που υπολογίσαμε παρατηρήθηκε χαμηλό S/N διότι οι συνωστισμένες κορυφές σε κάποια παράθυρα συχνοτήτων (π.χ. 20 – 28 c/d) υπολογίζονταν από το λογισμικό σαν θόρυβος (εικ. 4.20). Στον πίνακα 4.16 παρουσιάζονται όλα τα αποτελέσματα. Οι τιμές για τα f , A , Φ , τα σφάλματά τους, οι συνδυασμοί τους αλλά και το S/N της κάθε συχνότητας



Εικόνα 4.21. Αριστερά: Το φάσμα της τελευταίας συχνότητας που εντοπίσαμε. Διακρίνονται και άλλες κορυφές συχνοτήτων οι οποίες όμως βρίσκονται κοντά στον θόρυβο υποβάθρου. Δεξιά: Το φάσμα της συχνότητας f_{68} . Διακρίνονται οι συνωστισμένες συχνότητες σε εύρη 20 - 28 c/d και ο θόρυβος υποβάθρου (μπλε γραμμή).

φαίνονται στον πίνακα αυτόν. Οι σκιασμένες είναι οι ανεξάρτητες και οι υπόλοιπες οι συνδυασμοί τους. Το λογισμικό κατέγραψε αρκετές συχνότητες με χαμηλό S/N (<4) ειδικά μετά τις $f_{60} - f_{70}$. Παρ' όλα αυτά τα πλάτη τους βρίσκονται πολύ μακριά από τον θόρυβο υποβάθρου που υπολογίζεται σε πλάτη $\sim 1.6 \cdot 10^{-5}$ (εικ. 4.22). Χαρακτηριστικό παράδειγμα αποτελούν οι συχνότητες που φαίνονται στον πίνακα 4.15 οι οποίες αν και έχουν σχεδόν το ίδιο πλάτος οι δύο μεγαλύτερες έχουν $S/N < 4$ σε αντίθεση με την f_{69} που έχει $S/N > 4$. Για τον λόγο αυτόν διαιρέσαμε όλα τα πλάτη με το θόρυβο υποβάθρου ($1.6 \cdot 10^{-5}$) ώστε να εξάγουμε το σωστό S/N (πιν. 4.16). Ο θόρυβος υποβάθρου υπολογίστηκε σε περιοχή συχνοτήτων που δεν φαίνεται να

α/α	f (c/d)	A	S/N
69	4.7037	0.000107	4.60519
70	25.9874	0.000108	3.84068
71	22.2268	0.000113	3.84068

Πίνακας 4.15. Συχνότητες με παρόμοια A και διαφορετικά S/N όπως δόθηκαν από το λογισμικό.

υπάρχουν συχνότητες ανάπασης. Συγκεκριμένα, υπολογίστηκε στην περιοχή συχνοτήτων 60 – 80 d⁻¹. Επιπλέον, ελέγξαμε αν οι κοντινές συχνότητες πληρούν το κριτήριο των Loutmos & Deeming (1978). Σύμφωνα με το κριτήριο αυτό αν δύο συχνότητες διαφέρουν λιγότερο από την τιμή $1.5/T$, όπου T η χρονική διαφορά του τελευταίου από το πρώτο σημείο παρατήρησης, τότε οι συχνότητες δεν είναι διαφορετικές. Κάποιες από τις συχνότητες του πίνακα 4.16 καταγράφονται ως ίσες (π.χ. $f_{29} = f_4$) από το λογισμικό που εντοπίζει τόσο τους συνδυασμούς όσο και τις παραπλήσιες συχνότητες. Όλες αυτές (συνδυασμοί και παραπλήσιες) πληρούν το παραπάνω κριτήριο διότι η τιμή του συμπίπτει με το όριο ελάχιστης διαφοράς δύο συχνοτήτων που θέσαμε στο λογισμικό για την αναζήτηση παραπλήσιων συχνοτήτων και συνδυασμών. Το όριο αυτό συμπίπτει με τη σειρά του με το κριτήριο του Rayleigh για τον διαχωρισμό δύο συχνοτήτων

όπως δίνεται από το λογισμικό. Άρα σύμφωνα με τα παραπάνω $1.5/\Delta T = (\Delta f)_{\min} = 0.0518801$ c/d. Πρόσθετος έλεγχος έγινε για να διαπιστωθεί αν έχει ανιχνευθεί συχνότητα κοντά σε αυτήν της τροχιακής περιόδου, ιδιαίτερα στις κυρίαρχες, παρ' όλο που δεν μοιάζει πιθανό καθώς στα sc δεν έχει καταγραφεί όπως είδαμε μία πλήρης τροχιακή περίοδος. Η τροχιακή συχνότητα υπολογίζεται ως $f_{orb} = 1/112.4637124$ (c/d) = 0.00889 c/d. Η μικρότερη συχνότητα που καταγράψαμε ήταν η $f_{48} = 0.0349$ c/d και η αμέσως επόμενη μεγαλύτερη η $f_{50} = 0.1828$ c/d επομένως η τροχιακή συχνότητα δεν ανιχνεύθηκε. Στην εικόνα 4.22 παρουσιάζονται τα φάσματα των τεσσάρων ανεξάρτητων συχνοτήτων και στην εικόνα 4.23 η φαίνεται η καμπύλη προσαρμογής (fit) που έχουμε επιτύχει σε διάφορα τμήματα του συνολικού time string.

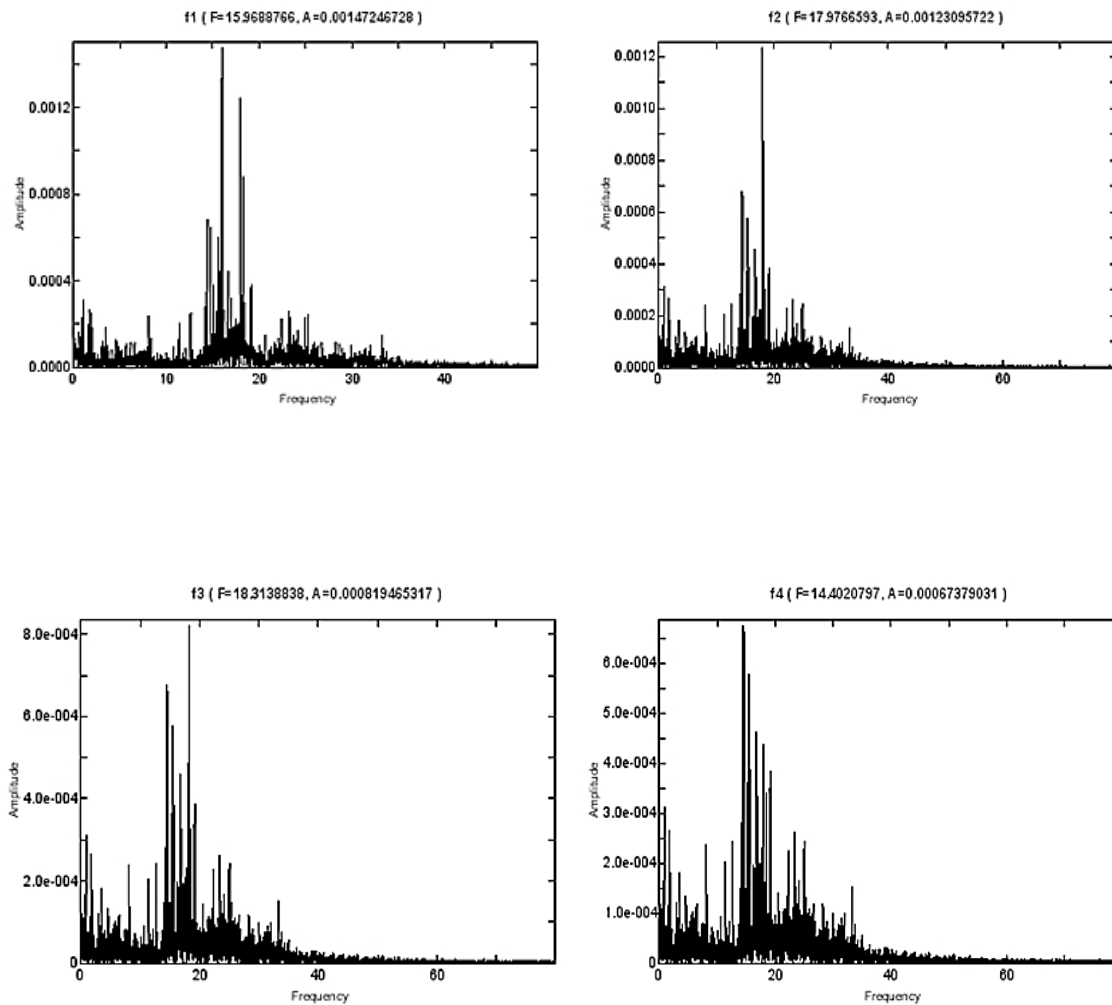
Πίνακας 4.16. Αποτελέσματα ανάλυσης *fourier* στα sc δεδομένα.

α/α	f (c/d)	δf (c/d)	A^* ($\times 10^{-3}$)	δA^* ($\times 10^{-3}$)	Φ (2 π rad)	$\delta \Phi$ (2 π rad)	S/N	combinations
1	15.96963	0.00006	1.457	0.005	0.6892	0.0005	91.09	
2	17.97525	0.00007	1.231	0.005	0.1534	0.0006	76.94	
3	18.3130	0.0001	0.811	0.005	0.5383	0.0009	50.66	
4	14.3970	0.0001	0.688	0.005	0.491	0.001	43.01	
5	14.7902	0.0001	0.662	0.005	0.337	0.001	41.40	f3+f4-f2
6	15.5144	0.0002	0.525	0.005	0.661	0.001	32.78	f5+2f3-2f2
7	16.7170	0.0002	0.455	0.005	0.475	0.002	28.45	f3+f4-f1
8	18.0093	0.0002	0.414	0.005	0.890	0.002	25.86	~f2
9	15.6662	0.0002	0.398	0.005	0.282	0.002	24.86	f1+f2-f3
10	15.1267	0.0002	0.396	0.005	0.190	0.002	24.73	f3+f5-f2
11	19.2740	0.0002	0.405	0.005	0.191	0.002	25.30	2f2-f7
12	16.9771	0.0002	0.365	0.005	0.766	0.002	22.82	f1+f11-f3
13	18.473120	0.000005	0.327	0.005	0.12325	0.00005	20.44	f1+f8-f6
14	19.1010	0.0003	0.301	0.005	0.455	0.003	18.81	f3+f7-f1
15	1.0036	0.0003	0.286	0.005	0.471	0.003	17.89	f12-f1
16	1.7601	0.0004	0.224	0.005	0.091	0.003	14.02	f13-f7
17	23.2740	0.0004	0.241	0.005	0.122	0.003	15.04	f11+f14-f10
18	14.0795	0.0004	0.251	0.005	0.786	0.003	15.67	f10-f15
19	25.2522	0.0004	0.238	0.005	0.652	0.003	14.86	f17+f2-f1
20	12.6183	0.0004	0.234	0.005	0.209	0.003	14.63	f4-f16
21	8.0191	0.0004	0.224	0.005	0.641	0.003	13.97	f13+f5-f19
22	22.3952	0.0004	0.227	0.005	0.775	0.003	14.18	f21+f4
23	17.7585	0.0003	0.303	0.005	0.123	0.003	18.95	f1+f16
24	17.5030	0.0004	0.232	0.005	0.917	0.003	14.52	f13-f15
25	24.9685	0.0004	0.213	0.005	0.871	0.004	13.33	f12+f21
26	11.3603	0.0004	0.204	0.005	0.247	0.004	12.73	f2+f3-f25
27	16.1778	0.0005	0.196	0.005	0.252	0.004	12.25	f2-f16
28	1.8015	0.0004	0.222	0.005	0.933	0.003	13.90	~f16
29	14.3702	0.0003	0.291	0.005	0.349	0.003	18.19	~f4
30	17.5651	0.0005	0.169	0.005	0.864	0.004	10.58	f11-f16
31	1.5847	0.0005	0.189	0.005	0.546	0.004	11.81	f1-f4
32	17.1341	0.0004	0.212	0.005	0.295	0.004	13.26	f32+f6
33	15.5658	0.0004	0.219	0.005	0.549	0.003	13.67	~f6
34	3.5021	0.0005	0.173	0.005	0.373	0.004	10.81	2f16
35	16.3788	0.0006	0.161	0.005	0.735	0.005	10.06	f2-f32

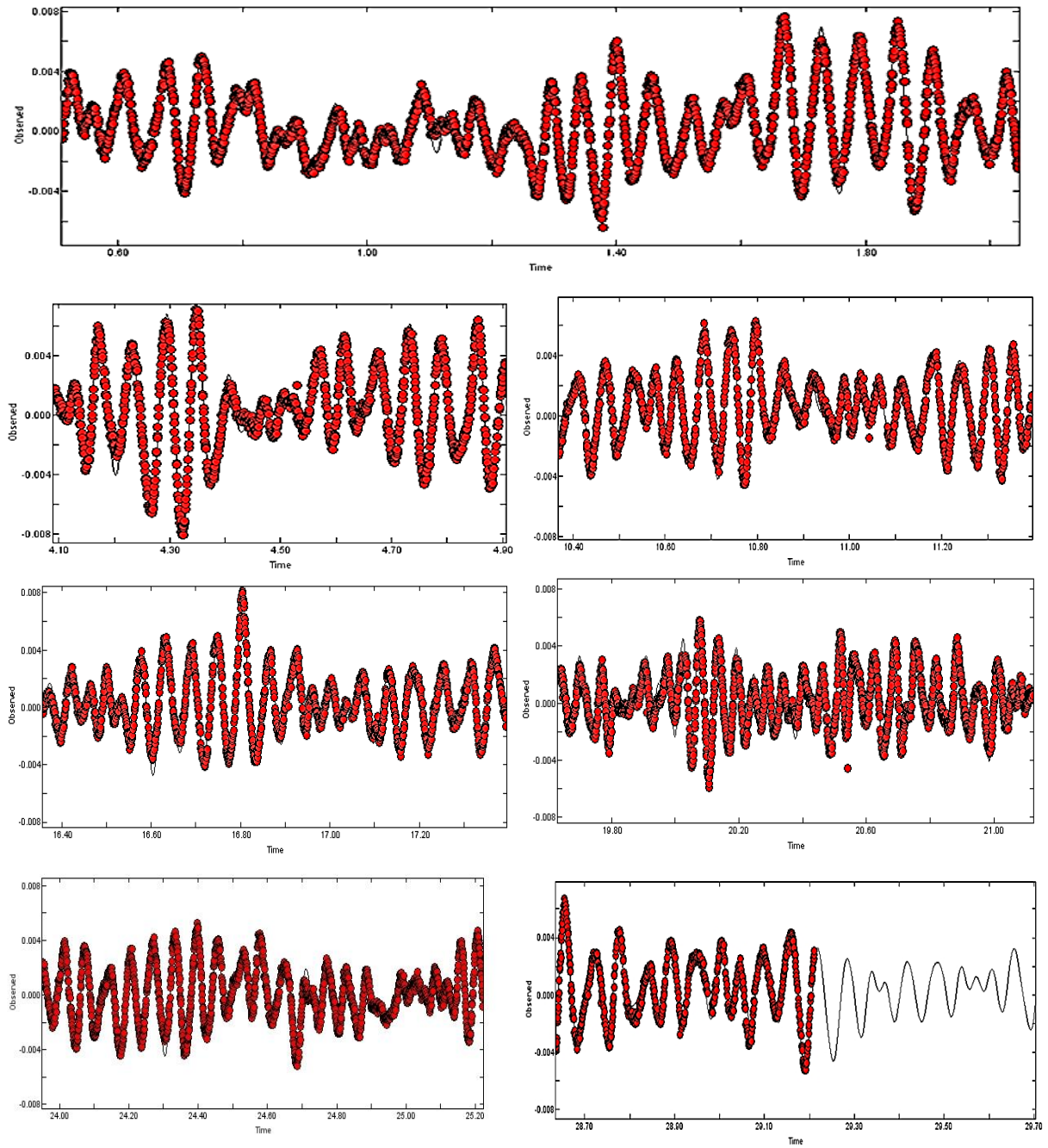
36	18.1291	0.0005	0.174	0.005	0.522	0.004	10.89	f14-f15
37	19.1730	0.0005	0.184	0.005	0.202	0.004	11.51	f35+f9
38	0.6624	0.0005	0.177	0.005	0.918	0.004	11.09	f5-f18
39	24.2168	0.0006	0.149	0.005	0.129	0.005	9.29	f19-f15
40	2.0174	0.0005	0.176	0.005	0.988	0.004	11.03	2f15
41	23.7308	0.0007	0.140	0.005	0.851	0.005	8.73	f21+f9
42	33.2181	0.0006	0.146	0.005	0.803	0.005	9.15	f23+f6
43	18.1932	0.0005	0.166	0.005	0.318	0.005	10.39	f38-f15
44	18.472855	0.000005	0.147	0.005	0.624891	0.00005	9.19	~f13
45	20.6421	0.0006	0.145	0.005	0.633	0.005	9.03	f14+f32
46	17.2652	0.0007	0.133	0.005	0.258	0.006	8.34	f2-f15
47	14.9160	0.0007	0.139	0.005	0.322	0.005	8.68	f1-f15
48	0.0349	0.0006	0.155	0.005	0.928	0.005	9.68	f45-f13
49	16.4448	0.0006	0.157	0.005	0.785	0.005	9.83	f13-f41
50	0.1828	0.0007	0.140	0.005	0.450	0.005	8.73	f13-f3
51	4.5720	0.0007	0.128	0.005	1.000	0.006	8.00	f1-f26
52	17.9415	0.0005	0.185	0.005	0.189	0.004	11.57	~f2
53	15.4247	0.0007	0.135	0.005	0.003	0.006	8.47	f15+f4
54	8.3183	0.0007	0.130	0.005	0.365	0.006	8.10	f19-f12
55	22.0862	0.0006	0.146	0.005	0.434	0.005	9.11	f18+f21
56	23.1270	0.0006	0.141	0.005	0.842	0.005	8.79	f10+f21
57	23.3380	0.0006	0.146	0.005	0.885	0.005	9.11	f17+f49
58	0.7581	0.0008	0.122	0.005	0.034	0.006	7.60	f11-f13
59	17.0308	0.0007	0.140	0.005	0.171	0.005	8.73	f8-f15
60	23.5746	0.0009	0.102	0.005	0.415	0.007	6.38	f21+f6
61	3.0713	0.0007	0.123	0.005	0.800	0.006	7.72	f13-f54
62	28.2262	0.0008	0.113	0.005	0.227	0.007	7.05	f20+f34
63	21.5874	0.0008	0.111	0.005	0.178	0.007	6.97	f13+f62
64	19.198	0.001	0.094	0.005	0.559	0.008	5.90	~f37
65	26.6852	0.0008	0.115	0.005	0.926	0.007	7.16	f18+f20
66	0.8924	0.0006	0.141	0.005	0.691	0.005	8.80	f13-f31
67	6.5702	0.0009	0.107	0.005	0.921	0.007	6.66	f2-f26
68	21.7537	0.0008	0.108	0.005	0.691	0.007	6.77	f22-f39
69	4.7037	0.0009	0.107	0.005	0.576	0.007	6.67	f14-f4
70	25.9874	0.0008	0.108	0.005	0.447	0.007	6.72	f2+f21
71	22.2268	0.0008	0.113	0.005	0.244	0.007	7.08	f17-f15
72	28.5782	0.0008	0.110	0.005	0.240	0.007	6.88	f1+f20
73	17.3868	0.0008	0.117	0.005	0.215	0.007	7.29	f16+f9
74	24.3402	0.0008	0.115	0.005	0.748	0.007	7.21	f15+f58
75	23.2134	0.0008	0.111	0.005	0.190	0.007	6.93	f13+f70
76	19.3715	0.0008	0.110	0.005	0.205	0.007	6.88	f13+f67
77	18.8039	0.0008	0.109	0.005	0.517	0.007	6.83	f2+f67
78	16.7518	0.0008	0.112	0.005	0.752	0.007	7.02	~f7
79	21.2977	0.0008	0.109	0.005	0.597	0.007	6.83	f11+f41
80	25.7046	0.0009	0.107	0.005	0.096	0.007	6.67	f26+f29
81	6.1781	0.0009	0.097	0.005	0.263	0.008	6.07	2f62
82	23.8998	0.0009	0.097	0.005	0.944	0.008	6.05	f17+f39
83	26.3189	0.0009	0.102	0.005	0.111	0.007	6.40	f21+f3
84	18.3504	0.0008	0.115	0.005	0.788	0.007	7.19	~f3

85	24.7072	0.0009	0.100	0.005	0.554	0.008	6.26	f21+f7
86	31.927	0.001	0.096	0.005	0.477	0.008	6.00	2f21
87	18.4171	0.0007	0.124	0.005	0.106	0.006	7.77	f13-f49
88	16.5045	0.0008	0.108	0.005	0.256	0.007	6.75	f13-f41
89	24.0214	0.0008	0.119	0.005	0.654	0.006	7.45	f1+f21
90	4.871	0.001	0.095	0.005	0.267	0.008	5.96	f58-f13
91	22.4293	0.0009	0.101	0.005	0.897	0.008	6.33	~f22
92	20.0245	0.0009	0.101	0.005	0.250	0.008	6.29	f13+f32
93	20.2126	0.0009	0.099	0.005	0.383	0.008	6.16	f13+f16
94	24.466	0.001	0.093	0.005	0.465	0.008	5.78	f3+f82
95	25.137	0.001	0.089	0.005	0.242	0.009	5.59	f21+f33
96	22.624	0.001	0.088	0.005	0.775	0.009	5.51	f14+f35
97	29.915	0.001	0.094	0.005	0.562	0.008	5.90	f4+f6
98	17.7019	0.0007	0.137	0.005	0.044	0.006	8.55	f13-f59
99	5.606	0.001	0.092	0.005	0.014	0.008	5.72	f90-f13
100	19.528	0.001	0.092	0.005	0.348	0.008	5.73	f2+f32
101	23.4133	0.0008	0.108	0.005	0.416	0.007	6.72	f15+f22
102	23.7854	0.0008	0.113	0.005	0.752	0.007	7.08	f55+f6
103	5.746	0.001	0.090	0.005	0.800	0.009	5.60	f40-f13
104	13.589	0.001	0.088	0.005	0.239	0.009	5.52	f13-f91
105	28.964	0.001	0.094	0.005	0.602	0.008	5.87	f20+f36
106	31.534	0.001	0.090	0.005	0.985	0.008	5.62	f1+f6
107	0.9135	0.0006	0.147	0.005	0.949	0.005	9.17	~f66
108	26.161	0.001	0.092	0.005	0.529	0.008	5.77	f26+f5
109	19.2886	0.0005	0.174	0.005	0.277	0.004	10.86	~f11
110	10.750	0.001	0.085	0.005	0.511	0.009	5.29	f66-f1
111	5.243	0.001	0.086	0.005	0.383	0.009	5.35	f41-f13
112	0.552	0.001	0.095	0.005	0.148	0.008	5.96	f13+f53
113	21.086	0.001	0.085	0.005	0.684	0.009	5.32	f2+f62
114	3.298	0.001	0.083	0.005	0.649	0.009	5.16	f13-f10
115	12.045	0.001	0.082	0.005	0.223	0.009	5.14	f6-f35
116	0.401	0.001	0.083	0.005	0.676	0.009	5.19	2f51
117	6.011	0.001	0.083	0.005	0.681	0.009	5.19	f95-f13
118	17.7793	0.0005	0.170	0.005	0.386	0.004	10.62	~f23
119	26.848	0.001	0.081	0.005	0.367	0.009	5.05	f26+f6
120	4.114	0.001	0.081	0.005	0.259	0.009	5.04	f13-f4
121	33.385	0.001	0.080	0.005	0.29	0.01	4.99	2f7
122	29.167	0.001	0.079	0.005	0.60	0.01	4.97	f4+f5
123	23.3689	0.0008	0.113	0.005	0.861	0.007	7.06	~f57
124	24.1499	0.0009	0.097	0.005	0.691	0.008	6.06	f2+f82
125	22.700	0.001	0.087	0.005	0.804	0.009	5.43	2f26
126	22.164	0.001	0.087	0.005	0.865	0.009	5.43	f1+f81
127	2.039	0.001	0.092	0.005	0.971	0.008	5.76	~f40
128	7.424	0.001	0.077	0.005	0.56	0.01	4.83	f124-f1
129	17.214	0.001	0.093	0.005	0.615	0.008	5.83	~f46

* Μονάδες κανονικοποιημένης σχετικής ροής Κέπλερ.



Εικόνα 4.22. Τα φάσματα των τεσσάρων ανεξάρτητων συχνοτήτων. Διακρίνονται κορυφές μεγάλων πλατών εντός των ορίων των χαρακτηριστικών συχνοτήτων των δ Scuti ($4 - 8$ c/d).



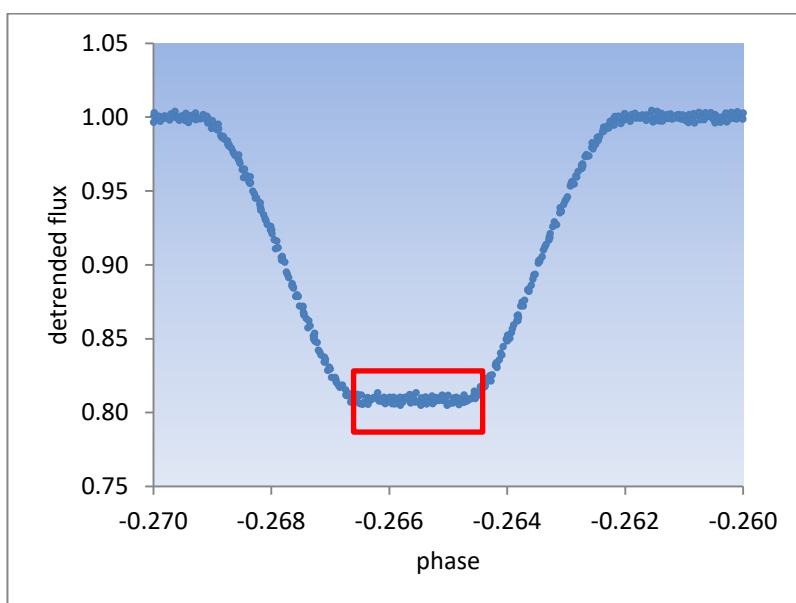
Εικόνα 4.23. Η προσαρμοσμένη θεωρητική καμπύλη στα residuals του φωτομετρικού μοντέλου που περιλαμβάνει και τις 129 συχνότητες. Στον άξονα y έχουμε τα residuals των sc δεδομένων και στον x χρόνο σε bjd - 55224.

II. Διερεύνηση σημάτων ανάπασης στα lc δεδομένα

Σε αυτό το σημείο έχουμε εξάγει το μοντέλο αναπάσεων του παλλόμενου αστέρα του συστήματος. Παρ' όλα αυτά δεν εξακριβώνεται από την παραπάνω ανάλυσή μας ποιο από τα μέλη του συστήματος είναι ο παλλόμενος αστέρας. Για τον λόγο αυτόν πρέπει να αναζητήσουμε πρόσθετες ενδείξεις. Η κυρίαρχη συχνότητα ανάπασης αλλά και οι υπόλοιπες που εξήχθησαν υποδεικνύουν την ύπαρξη παλλόμενου μέλους δ Scuti. Παρ' όλα αυτά τόσο η θερμοκρασία του πρωτεύοντος αστέρα ($T_1 = 7165$ K) όσο και αυτή του δευτερεύοντος ($T_2 = 6800$ K) βρίσκονται μέσα στα όρια θερμοκρασιών των δ Scuti αστέρων. Η μεν όπως είδαμε υιοθετήθηκε από την εργασία των Armstrong et al. (2014), ενώ η δε προέκυψε από την επίλυση της καμπύλης ροής ακτινοβολίας (βλ. παρ. 4.2). Όπως είδαμε η καμπύλη ροής ακτινοβολίας του συστήματος παρουσιάζει *ολική έκλειψη* στο δευτερεύον ελάχιστο (εικ. 4.24). Αυτό σημαίνει πως ο θερμότερος αστέρας του συστήματος αποκρύπτει τελείως τον συνοδό του στην οπτική ακτίνα παρατήρησής μας κατά την έκλειψη. Ένας απλός τρόπος να αποφανθούμε για το ποιος από τους δύο αστέρες είναι ο παλλόμενος είναι να διερευνήσουμε τα σήματα ανάπασης στο δευτερεύον ελάχιστο. Αν το ελάχιστο δεν παρουσιάζει καμία συχνότητα ανάπασης ή παρουσιάζει συχνότητες που δεν σχετίζονται με εκείνες που υπολογίσαμε για τον παλλόμενο αστέρα σημαίνει πως κατά πάσα πιθανότητα ο παλλόμενος είναι ο δευτερεύων αστέρας. Σε αντίθετη περίπτωση ο παλλόμενος είναι κατά πάσα πιθανότητα ο πρωτεύων. Η τροχιακή συχνότητα είναι $f_{\text{orb}} = 0.00889176 \pm 0.00000007$ c/d και υπάρχει πιθανότητα ανιχνευθεί παρά την αφαίρεση του binary model.

Η παραπάνω διερεύνηση του δευτερεύοντος ελαχίστου θα παρείχε πιο ασφαλή αποτελέσματα αν λάμβανε χώρα στα short cadence (sc) δεδομένα του. Ωστόσο, υπενθυμίζεται ότι δεν παρατηρήθηκε το δευτερεύον ελάχιστο στα sc και για τον λόγο αυτόν χρησιμοποιήσαμε τα long cadence (lc) δεδομένα του συστήματος.

Για τη διερεύνηση του δευτερεύοντος ελαχίστου χρειαζόμαστε τα residuals των lc δεδομένων. Η διαδικασία που ακολουθήθηκε ήταν παρόμοια με αυτή των sc. Έχοντας κατασκευάσει τη θεωρητική καμπύλη του συστήματος εισάγαμε τα παρατηρησιακά σημεία των



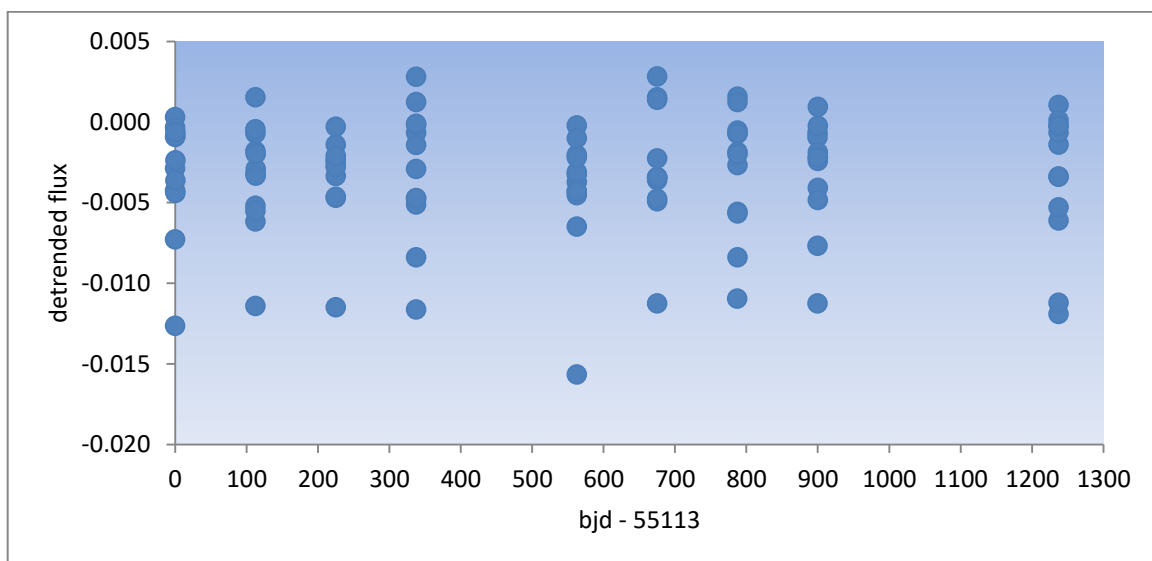
Εικόνα 4.24. Το δευτερεύον ελάχιστο από τα lc δεδομένα του συστήματος. Το κόκκινο πλαίσιο οριοθετεί τα σημεία που διερευνήθηκαν.

lc δεδομένων στο λογισμικό PHOEBE (βλ. παρ. 4.2). Μετά την αφαίρεση του μοντέλου εξάγαμε τα υπόλοιπα (residuals). Η ανάλυση fourier για την εξαγωγή των συχνοτήτων έγινε με το λογισμικό PERIOD04. Για να αποφευχθεί η ανίχνευση ανεπιθύμητων συχνοτήτων η ανάλυση έγινε στο τμήμα του δευτερεύοντος ελαχίστου στο οποίο λαμβάνει χώρα η *ολική έκλειψη*. Στο τμήμα αυτό η ροή ακτινοβολίας είναι σταθερή λόγω ολικής απόκρυψης του ψυχρότερου αστέρα του συστήματος και η λαμπρότητα ίση με την ολική λαμπρότητα του συστήματος μείον την λαμπρότητα του δευτερεύοντος αστέρα. Συνοψίζοντας, οι φάσεις που επιλέχθηκαν περιείχαν το συνολικό διάστημα της *ολικής έκλειψης* και όχι το συνολικό διάστημα του δευτερεύοντος ελαχίστου (εικ. 4.24). Τα χαρακτηριστικά των σημείων που επιλέχθηκαν φαίνονται στο παρακάτω πίνακα.

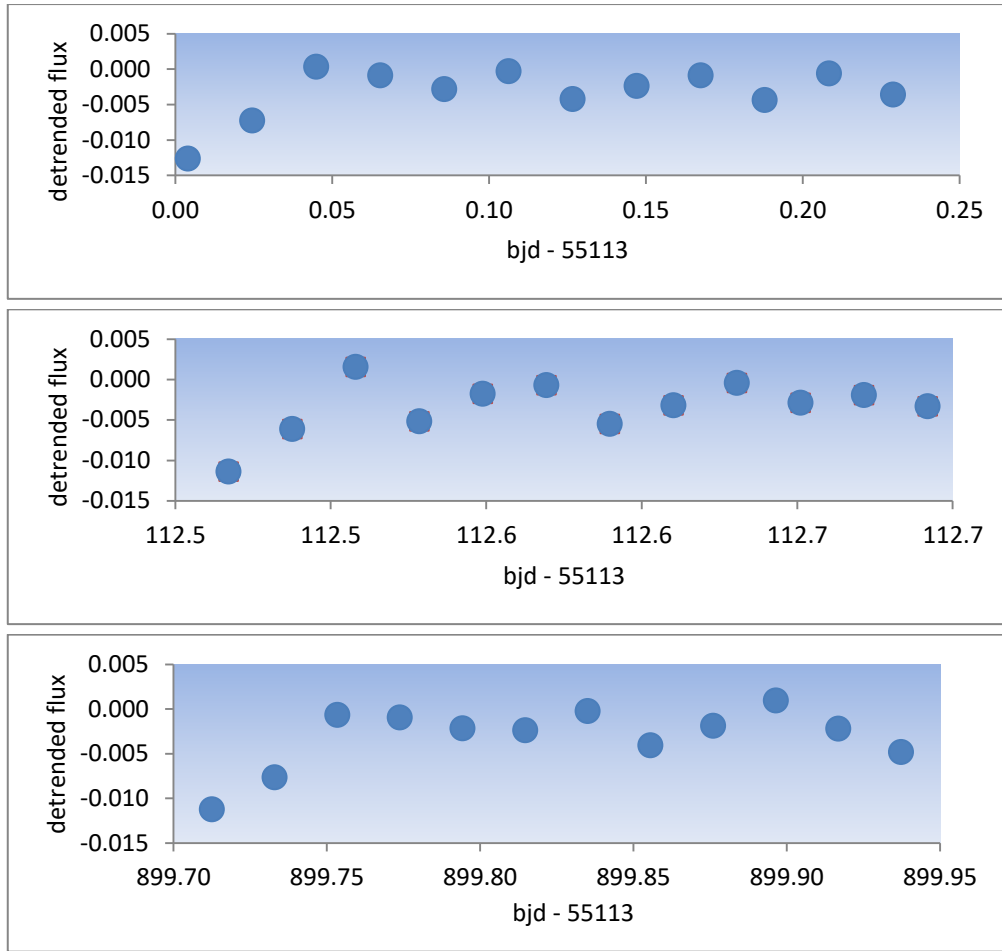
Πίνακας 4.17. Πίνακας χαρακτηριστικών σημείων που διερευνήθηκαν για αναπάλσεις.

Εύρος φάσεων	Χαρακτηρισμός διαστήματος	Αριθμός σημείων
-0.26702 έως 0.26490	Ολική έκλειψη κατά το δευτερεύον ελάχιστο	105

Για να πάρουμε τη χρονοσειρά (time string) που θα εισάγαμε στο λογισμικό αντιστοιχίσαμε τις φάσεις στις οποίες συνέβη η ολική έκλειψη με τους χρόνους (bjd) και τους ταξινομήσαμε σε αύξουσα σειρά. Το αποτέλεσμα ήταν ένα διάγραμμα ροής ακτινοβολίας – χρόνου με όλες τις ολικές εκλείψεις καθ' όλη τη διάρκεια των παρατηρήσεων (εικ. 4.25). Όπως βλέπουμε τα χρονικά κενά μεταξύ των παρατηρήσεων είναι μεγάλα. Το γεγονός αυτό μπορεί να οδηγήσει στον εντοπισμό μη υπαρκτών συχνοτήτων λόγω κενών στα παρατηρησιακά δεδομένα. Για να αποφευχθεί αυτό πραγματοποιήσαμε ανάλυση fourier σε κάθε διάστημα ολικής έκλειψης ξεχωριστά. Η εικόνα 4.26 παρουσιάζει τρία από τα διαγράμματα ολικών εκλείψεων όπως δόθηκαν στο λογισμικό. Από τα διαγράμματα αυτά φαίνεται πως κάθε ολική έκλειψη διαρκεί $\sim 0.25 \text{ d} = 6 \text{ hrs}$. Η κυρίαρχη συχνότητα ανάπαλσης όπως υπολογίστηκε για το σύστημα από τα sc είναι $f_1 = 15.96963 \text{ c/d} \cong 0.063 \text{ d} = 1.512 \text{ hrs}$. Αυτό σημαίνει πως αν πάλλεται ο πρωτεύων αστέρας πρέπει να υπάρχουν στην ολική έκλειψη του δευτερεύοντος ελαχίστου ~ 4 πλήρεις αναπάλσεις.



Εικόνα 4.25. Διάγραμμα σχετικής ροής ακτινοβολίας- χρόνου των residuals των lc δεδομένων που απεικονίζει όλες τις ολικές εκλείψεις που παρατηρήθηκαν.



Εικόνα 4.26. Διαγράμματα σχετικής ροής ακτινοβολίας χρόνου τριών ολικών εκλείψεων όπως δόθηκαν στο λογισμικό.

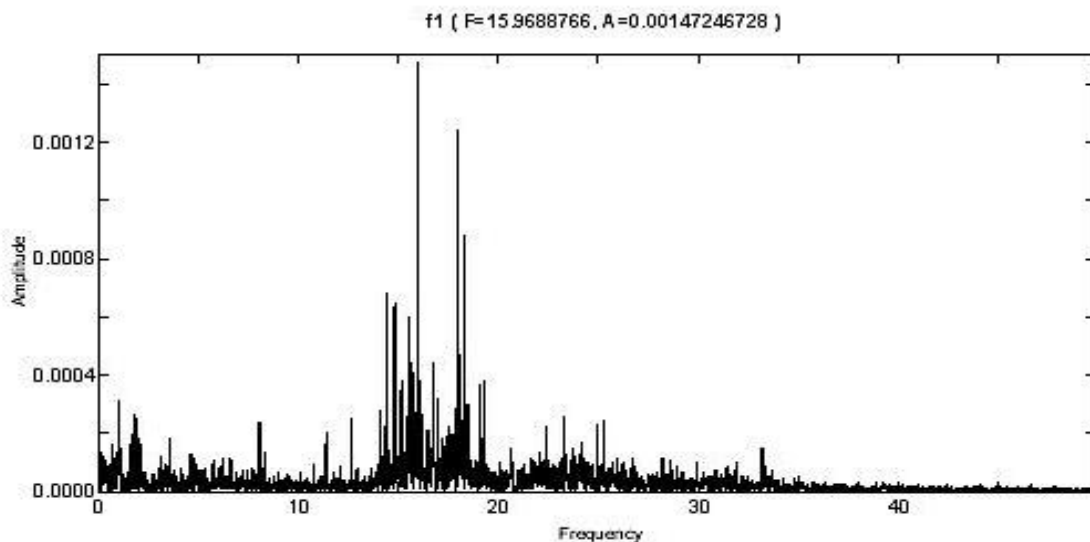
Χρησιμοποιήσαμε μία χρονοσειρά για κάθε ένα από τα συνολικά εννέα δευτερεύοντα ελάχιστα του συνολικού time string. Τα αποτελέσματα που εξήχθησαν φαίνονται στον πίνακα 4.18. Πρέπει να σημειωθεί ότι όλες οι χρονοσειρές αποτελούνταν από 11 - 12 σημεία. Το γεγονός αυτό είναι αρνητικό για την αξιοπιστία των αποτελεσμάτων. Εντούτοις, τα σημεία αυτά αρκούν για να ανιχνευθούν τυχόν υπάρχουσες ανεξάρτητες συχνότητες με ένα ικανοποιητικό S/N.

Πίνακας 4.18. Αποτελέσματα ανάλυσης συχνοτήτων στα δευτερεύοντα ελάχιστα των I_c .

Εύρος bjd (# σημείων)	i	f_i (c/d)	δf_i (c/d)	S/N
0.004098 – 0.228862 (12)	1	7.8	0.9	4.06
	2	18.2	1.4	4.03
112.467198 – 112.691965 (12)	1	16.5	0.5	9.24
	2	8.5	0.7	13.10
224.0935826 – 225.140169 (11)	1	17.4	0.8	9.80
	2	3.4	0.7	12.22
337.38391 – 337.608678 (12)	1	2.7	0.3	38.18
	2	16.0	0.4	14.98
562.31813 – 562.538589 (12)	1	3.1	0.2	84.08
	2	6.5	0.4	17.74
	3	16.7	0.8	6.55

674.783528 – 675.0083 (11)	1	17.4	0.6	25.29
	2	3.1	0.5	10.58
0787.24787 – 787.472632 (12)	1	3.34	0.14	607.08
	2	7.1	0.2	136.38
	3	13.1	0.2	49.27
	4	18.0	0.3	20.43
899.712575 – 899.937349 (12)	1	13.8	0.7	9.39
	2	2.9	0.5	14.24
1237.091523 – 1237.316291 (12)	1	3.34	0.11	86.48
	2	7.3	0.2	23.66
	3	14.5	0.3	24.96

Όλες οι τιμές του παραπάνω πίνακα έχουν $S/N > 4$ και οι περισσότερες από αυτές παρουσιάζουν αρκετά μεγάλα σφάλματα. Αυτό οφείλεται κυρίως στον περιορισμένο αριθμό σημείων σε κάθε ελάχιστο και στα σχετικά μεγάλα κενά μεταξύ τους (~ 30 min). Παρ' όλα αυτά υπάρχουν κάποια κοινά χαρακτηριστικά μεταξύ των συχνοτήτων κάθε ελαχίστου που δεν μπορούν να αγνοηθούν. Παρατηρώντας το φάσμα συχνοτήτων του συστήματος από τα sc δεδομένα, βλέπουμε ότι οι συχνότητες είναι συγκεντρωμένες σε κάποιες συγκεκριμένες περιοχές. Έντονες κορυφές και πληθώρα συχνοτήτων παρουσιάζονται στα εύρη: $0 - 3.8$ c/d, $13.5 - 19.5$ c/d και $21 - 26.5$ c/d (βλ. εικ. 4.27). Οι συχνότητες που είναι > 2 c/d είναι εκείνες που σχετίζονται με τις αναπάσεις των δ Scuti. Στο δεύτερο εύρος συνωστίζονται οι ανεξάρτητες συχνότητες αλλά και οι περισσότεροι συνδυασμοί τους. Ο σκοπός μας ήταν να εντοπιστούν στα lc των εκλείψεων συχνότητες στα παραπάνω εύρη. Δεδομένου του περιορισμένου αριθμού διαθέσιμων σημείων δεν περιμέναμε τον ακριβή εντοπισμό των ζητούμενων συχνοτήτων. Κατά την ανάλυση fourier θέσαμε σαν εύρος εντοπισμού συχνοτήτων το $0 - 20$ c/d. Πρώτον, διότι η κυρίαρχη συχνότητα του παλλόμενου αστέρα είναι ~ 15.9 c/d και δεύτερον γιατί η συχνότητα του Nyquist δίνεται ~ 24 c/d από το λογισμικό, επομένως δεν περιμέναμε να υπολογιστούν συχνότητες στο τρίτο εύρος τιμών. Τα αποτελέσματά μας συνηγορούν στην ύπαρξη αναπάσεων στο διάστημα της έκλειψης του ολικού ελαχίστου (και επομένως στον χαρακτηρισμό του πρωτεύοντος αστέρα ως παλλόμενου), για τους εξής λόγους:



Εικόνα 4.27. Το φάσμα της κυρίαρχης συχνότητας του συστήματος από τα residuals των sc δεδομένων.

- Και στα εννιά ελάχιστα εντοπίστηκαν συχνότητες στο εύρος 13.5 – 19.5 c/d.
- Τέσσερις από αυτές διαφέρουν $\Delta f < 0.06$ από κάποια από τις ανεξάρτητες του φάσματος των sc.
- Και στα εννιά ελάχιστα ανιχνεύθηκε μία συχνότητα κοντά στους 3 c/d ή/και μία στους 7 c/d κοντά στις οποίες υπάρχουν ισχυρές κορυφές στο φάσμα των sc.

Τα παραπάνω αποτελούν ισχυρές ενδείξεις ύπαρξης αναπάσεων στο διάστημα της δευτερεύουσας έκλειψης. Η αντιστοιχία των συχνοτήτων στα διαστήματα αυτά με αυτές του φάσματος των sc δεδομένου του αριθμού των διαθέσιμων σημείων είναι ένα γεγονός που δεν μπορεί να αγνοηθεί. Επιπλέον, ο ισχυρισμός μας ενισχύεται από το γεγονός ότι παρουσιάζονται σήματα ανάπασης στο πρωτεύον ελάχιστο των sc δεδομένων μετά την αφαίρεση του εκλειπτικού μοντέλου (εικ. 4.18)

4.4 Συμπεράσματα

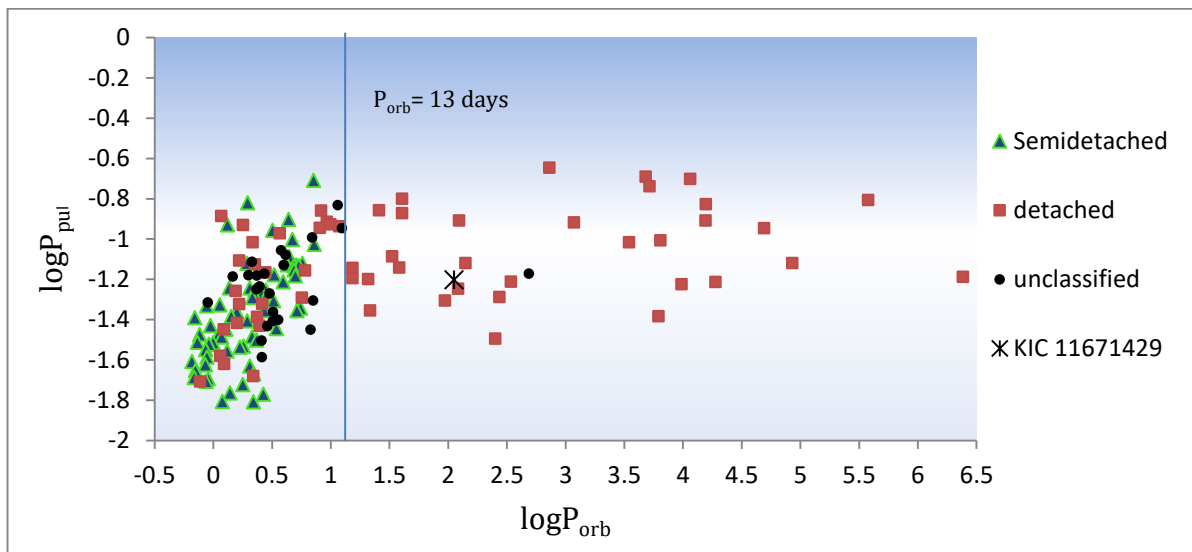
Από τα δεδομένα τα οποία είχαμε στη διάθεσή μας καθώς και από την ανάλυσή μας προκύπτουν τα εξής συμπεράσματα. Το σύστημα KIC 11671429 είναι ένα αποχωρισμένο εκλειπτικό σύστημα φωτομετρικής καμπύλης τύπου Algol με παλλόμενο μέλος τύπου δ Scuti. Από τη διερεύνηση που πραγματοποιήσαμε φτάσαμε στο συμπέρασμα πως κατά πάσα πιθανότητα ο παλλόμενος αστέρας τύπου δ Scuti του συστήματος είναι ο *πρωτεύων* αστέρας με $T_1 = 7165$ K. Όπως φάνηκε από την επίλυση της καμπύλης φωτός κανένα από τα δύο μέλη δεν έχει συμπληρώσει τον εσωτερικό λοβό Roche. Ως αποτέλεσμα αποκλείστηκε η πιθανότητα ύπαρξης φαινομένων μεταφοράς μάζας στο σύστημα. Ως εκ τούτου τα δύο μέλη διατηρούν το σφαιρικό σχήμα τους. Το γεγονός αυτό εξηγεί την ομαλότητα της καμπύλης μεταξύ των ελαχίστων. Το συμπέρασμα είναι πως δεν πρόκειται για σύστημα οΕΑ. Επίσης, δεν υπήρξε κάποια ένδειξη ύπαρξης τρίτου σώματος άρα το ενδεχόμενο απορρίφθηκε. Όπως προέκυψε από την ανάλυση συχνοτήτων του συστήματος κυριαρχούν οι χαρακτηριστικές συχνότητες δ Scuti αστέρων (p – mode) ενώ διακρίνονται και g – mode αναπάσεις (<2 c/d). Η κυρίαρχη συχνότητα υπολογίστηκε ως $f_1 = 15.96963$ c/d ενώ υπολογίστηκαν άλλες τρεις ανεξάρτητες συχνότητες και 125 συνδυασμοί αυτών. Ο παλλόμενος αστέρας επομένως μπορεί να χαρακτηριστεί ως πολυπεριοδικός. Τα απόλυτα μεγέθη του συστήματος υπολογίζονται με βάση τις εξισώσεις της παραγράφου 1.5. Δεν γνωρίζουμε τη μάζα κανενός από τα δύο μέλη του συστήματος έτσι υποθέτουμε τη M_1 με βάση τον φασματικό του τύπο (μέσω της T_{eff}). Επομένως η M_2 προκύπτει από τον φωτομετρικό λόγο μαζών που έχουμε εξάγει. Η M_1 επιλέγεται ως η μάζα ενός αστέρα της KA δεδομένου φασματικού τύπου από τους πίνακες του Cox (2000). Αυτό είναι εύλογο καθώς οι δ Scuti απαντώνται επί το πλείστον ως μέλη της Κύριας Ακολουθίας. Ακολουθώντας τα παραπάνω βρίσκουμε για τον πρωτεύοντα αστέρα φασματικής τάξης F1, $M_1 = 1.56 M_{\odot}$. Οι απόλυτες παράμετροι των μελών του συστήματος υπολογίζονται με τη χρήση των εξισώσεων της παραγράφου 1.5 μέσω του λογισμικού AbsParEB¹⁵ και φαίνονται στον πίνακα 4.19. Όπως βλέπουμε από τα αποτελέσματα ο πρωτεύων αστέρας έχει περίπου 2.5 φορές τη μάζα του δευτερεύοντα και τετραπλάσια λαμπρότητα, ενώ παρ' όλο που έχουν συγκρίσιμες λογαριθμικές επιφανειακές βαρύτητες ο πρωτεύων έχει περίπου διπλάσια ακτίνα από τον δευτερεύοντα.

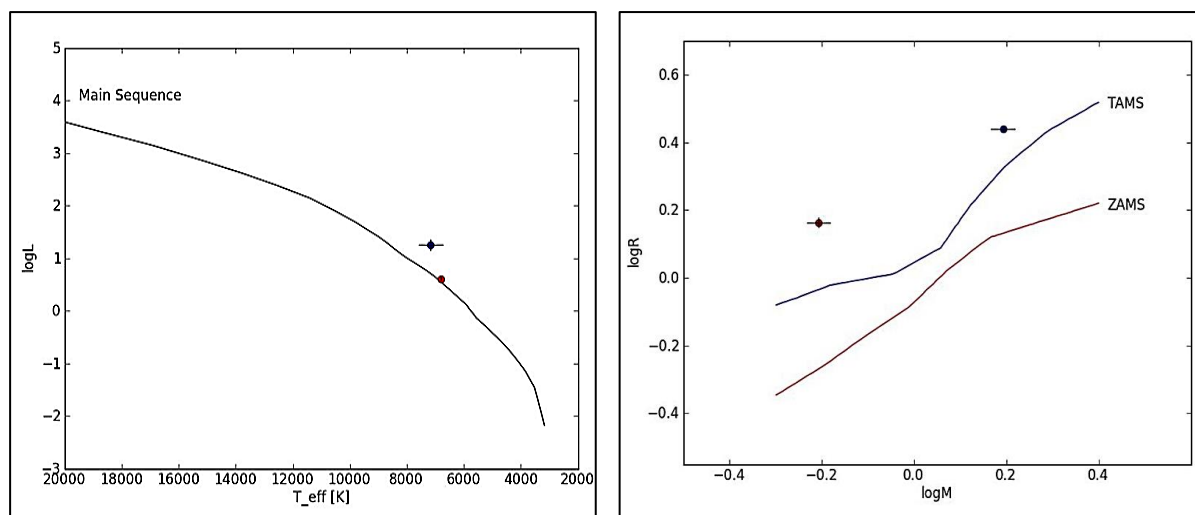
¹⁵ alexiosliakos.weebly.com

Πίνακας 4.19. Οι απόλυτες παράμετροι μελών του συστήματος KIC 11671429.

Πρωτεύων			Δευτερεύων		
Παράμετρος	Τιμή	Σφάλμα	Παράμετρος	Τιμή	Σφάλμα
$M_1 (M_{\odot})$	1.56	0.09	$M_2 (M_{\odot})$	0.62	0.04
$T_1 (K)$	7165	414	$T_2 (K)$	6800	3
$R_1 (R_{\odot})$	2.76	0.05	$R_2 (R_{\odot})$	1.46	0.05
$L_1 (L_{\odot})$	17.9	4.2	$L_2 (L_{\odot})$	4.06	1.02
$\log g_1 (cms^{-2})$	3.75	0.03	$\log g_2 (cms^{-2})$	3.91	0.04
$M_{bol,1} (mag)$	1.6	1.3	$M_{bol,2} (mag)$	3.2	0.4
$\alpha_1 (R_{\odot})$	37.04	0.04	$\alpha_2 (R_{\odot})$	93.095	0.022
Παράμετρος		Τιμή	Σφάλμα		
$\alpha (R_{\odot})$		130.14	0.04		

Οι Liakos et al. (2012) εξήγαγαν μία γραμμική σχέση μεταξύ τροχιακής περιόδου-περιόδου ανάπασης για διπλά συστήματα (βλ. παρ. 2.3.3) με δ Scuti μέλη την οποία επαναπροσδιόρισαν πρόσφατα (Liakos & Niarchos 2016b). Η σχέση αυτή δεν ισχύει για συστήματα με τροχιακές περιόδους > 13 days όπως παρατήρησαν οι Liakos & Niarchos (2015). Το σύστημα KIC 11671429 ενισχύει την υπόθεση ύπαρξης αυτό το κατωφλίου της τροχιακής περιόδου πέραν από το οποίο αποσυσχετίζονται οι δύο περίοδοι. Το γεγονός αυτό με τη σειρά του ενισχύει την πεποίθηση ότι σε αντίθεση με τα στενά διπλά συστήματα με παλλόμενο μέλος στα οποία φαίνεται να υπάρχει σύνδεση μεταξύ της συσχέτισης των δύο περιόδων και τις εξελικτικής πορείας των μελών, τα μέλη των αποχωρισμένων συστημάτων δεν επηρεάζουν σε μεγάλο βαθμό την εξελικτική πορεία του συνοδού τους και αυτό ενδεχομένως να συνδέεται με την αποσυσχέτιση των δύο περιόδων. Στην εικόνα 4.28 φαίνεται το σύστημα στο διάγραμμα τροχιακής περιόδου-περιόδου ανάπασης μαζί με αποχωρισμένα, ημιαποχωρισμένα και συστήματα με δ Scuti μέλος από τα δεδομένα των Liakos & Niarchos (2016b). Ο πρωτεύων αστ-

Εικόνα 4.29. Διάγραμμα συσχέτισης τροχιακής περιόδου-περιόδου ανάπασης για ημιαποχωρισμένα αποχωρισμένα και αταξινόμητα συστήματα με παλλόμενο μέλος τύπου δ Scuti.



Εικόνα 4.29. Αριστερά: Οι θέσεις των μελών του συστήματος στο διάγραμμα H-R. Δεξιά: Η θέση των μελών του συστήματος στο διάγραμμα M-R. Η μπλε κουκκίδα αντιπροσωπεύει τον πρωτεύοντα και η κόκκινη τον δευτερεύοντα αστέρα.

-έρας έχει υποτεθεί ως ο παλλόμενος δ Scuti αστέρας του συστήματος και η θέση του στο διάγραμμα H-R συνηγορεί σε αυτήν την υπόθεση καθώς βρίσκεται κοντά στην Κυρία Ακολουθία (εικ. 4.29). Επίσης κοντά στην ΚΑ βρίσκεται ο δευτερεύων αστέρας. Αν υιοθετήσουμε την υπόθεση της ανεξάρτητης εξέλιξης των μελών τότε ο δευτερεύων αστέρας ενδεχομένως να βρίσκεται στα τελικά στάδια εξέλιξης ενός νάνου αστέρα της ΚΑ. Οι παλλόμενοι αστέρες αποχωρισμένων συστημάτων συνήθως βρίσκονται εντός των ορίων της ΚΑ στο διάγραμμα M-R. Παρ' όλα αυτά στο σύστημά μας και οι δύο αστέρες έχουν φύγει από την TAMS χωρίς να υπάρχει καμία ένδειξη συμπλήρωσης λοβού Roche για κάποιον από τους δύο. Αυτό θα μπορούσε να σημαίνει ότι ο δ Scuti θα ακολουθήσει την εξελικτική πορεία ενός μεμονωμένου αστέρα της κατηγορίας ενώ λόγω των συγκρίσιμων τιμών των $\log g$ οι δύο αστέρες ενδεχομένως να μην απέχουν πολύ εξελικτικά. Παρά το γεγονός της ύπαρξης ελλιπών στοιχείων για το σύστημα τα υψηλής ακρίβειας δεδομένα της αποστολής Kepler μας παρείχαν τη δυνατότητα για τη δημιουργία του πρώτου φωτομετρικού μοντέλου του συστήματος και την ευκαιρία να εξάγουμε πέραν των πρώτων εκτιμήσεων για τις τροχιακές και τις απόλυτες παραμέτρους, μία εικόνα του μοντέλου των αναπάσεων του παλλόμενου μέλους δ Scuti. Η ανάδειξη της πολυπεριοδικότητας των δ Scuti σε τέτοιο βαθμό δίνει το έναυσμα για περαιτέρω μελέτες του εσωτερικού και άλλων τύπων παλλόμενων αστέρων (μελών συστημάτων ή μη) με στόχο την κατανόησή τους. Αυτό γίνεται ολοένα και πιο εφικτό χάρη στα διαστημικά δεδομένα που αυτή τη στιγμή είναι τα βέλτιστα δυνατά.

ΒΙΒΛΙΟΓΡΑΦΙΑ

Ελληνόγλωσση:

- Αντωνοπούλου, Ε. & Μαστιχιάδης, Α. (2012), *Αστροφυσική Ι*, Αθήνα.
- Αυγολούπης, Σ. Ι., Σειραδάκης, Γ. Χ. (2012), *Παρατηρησιακή αστρονομία*, Έκδοση Β', εκδ. ΠΛΑΝΗΤΑΡΙΟ Θεσσαλονίκης, Θεσσαλονίκη.
- Βαρβόγλης, Χ. & Σειραδάκης, Γ. Χ. (1994), *Εισαγωγή στη σύγχρονη αστρονομία*, εκδ. Γαρταγάνης, Θεσσαλονίκη.
- Δανέζης, Μ. & Θεοδοσίου, Σ. (1999), *Το σύμπαν που αγάπησα, Εισαγωγή στην αστροφυσική*, Τόμος Α', Δίαυλος, Αθήνα.
- Δανέζης, Μ. & Θεοδοσίου, Σ. (1999), *Το σύμπαν που αγάπησα, Εισαγωγή στην αστροφυσική*, Τόμος Β', Δίαυλος, Αθήνα.
- Λιάκος, Α. (2006), *Μελέτη του LITE και της κίνησης της γραμμής των αψίδων στα διπλά εκλειπτικά συστήματα TX Her, UX Eri, IQ Per*, πτυχιακή εργασία, Αθήνα.
- Λιάκος, Α. (2008), *CCD φωτομετρία δι' εκλείψεων μεταβλητών αστέρων και μελέτη των O-C διαγραμμάτων τους*, μεταπτυχιακή εργασία, Αθήνα.
- Λιάκος, Α. (2012), *Μελέτη επιλεγμένων εκλειπτικών μεταβλητών αστέρων τύπου EA, oEA και EB: Φυσικές παράμετροι, εξελικτική κατάσταση και τροχιακή εξέλιξη*, διδακτορική διατριβή, Αθήνα.
- Λιβανίου-Ροβίθη, Ε. & Νιάρχος, Π. (2002), *Σημειώσεις Παρατηρησιακής Αστροφυσικής*, Αθήνα.
- Παπαγεωργίου, Α. (2011), *CCD Φωτομετρία και μοντέλα των διπλών εκλειπτικών συστημάτων V380 Cas και TZ Boo*, μεταπτυχιακή εργασία, Πάτρα.
- Παπαγεωργίου, Α. (2015), *Μελέτη και μοντελοποίηση διπλών εκλειπτικών συστημάτων αστέρων τύπου W UMa*, διδακτορική διατριβή, Πάτρα.
- Shu, F. (1991), *Αστροφυσική: Δομή και εξέλιξη του σύμπαντος*, Τόμος Ι, Πανεπιστημιακές εκδόσεις Κρήτης, Ηράκλειο.
- Τσίγκανος, Χ. Κ. (2004), *Εισαγωγή στη θεωρητική μηχανική*, εκδ: Α. Σταμούλης, Αθήνα.

Ξενόγλωσση:

- Abdul-Masih, M., Prša, A., Conroy, K., et al. (2016), *AJ*, 151, 101.
- Andersen, J., Nordstrom, B., Ardeberg, A, et al. (1985), *A&AS*, 59, 15.
- Arentoft, T., Sterken, C., Knudsen, M., Handler, G., et al. (2001), *A&A*, 378, 33.
- Armstrong, D., Gómez, M., Faedi, F., Pollaco, D. (2014), *MNRAS*, 437, 3473.
- Bedding, T. R., Zijlstra, A. A. (1998), *ApJ*, 506, 47.
- Borucki, W., Scargle, J., Hudson, H. (1985), *ApJ*, 291, 852.
- Borucki, W., Dunham, E., Koch, D., et al. (1996), *Ap&SS*, 241, 111.
- Borucki, W., Caldwell, D., Koch, D., et al. (1999), *AAS*, 195, 2401, 31, 1407.
- Borucki, W., Caldwell, D., Koch, D., et al. (2001), *PASP*, 113, 782, 439.
- Borucki, W., Koch, D., J., Basri, G., Batalha, N. M., et al. (2008), *IAUS*, 249, 17.
- Bradley, P. A., Guzik, J. A., Miles, L. F., et al. (2015), *ApJ*, 149, 2, 68.

- Breger, M. (1979), PASP, 91, 5.
- Breger, M. (1980), AJ, 235, 153.
- Breger, M., Stich, J., Garrido, R., et al. (1993), A&A, 271, 482.
- Brogia, P. & Marin, F. (1974), A&A, 34, 89.
- Carroll, B. & Ostlie, D. (2001), *An introduction to modern astrophysics*, second edition, εκδ. Addison Wesley Publishing Company, Inc., USA.
- Casagrande, L., Ramírez, I., Meléndez, J., et al. (2010), A&A, 512, 54.
- Castelli, F. & Kurucz, R. (2004), arXiv:astro-ph/0405087.
- Chang, S.-W., Protopapas, P., Kim, D.-W., Byun, Y.-I. (2013), AJ, 145, 132.
- Chaplin, W. J., Appourchaux, T., Elsworth, Y., et al. (2010), ApJ, 713, 169.
- Collins, G. (2003), *The fundamentals of stellar Astrophysics*, εκδ. W. H. Freeman & Co, USA.
- Conroy, K., Prša, A., Stassun, K., et al. (2014), AJ, 147, 45.
- Coughling, J., Thompson, S., Bryson, S., et al. (2014), AJ, 147, 119.
- Cox, A. (2000), *Allen's Astrophysical Quantities, fourth edition*, εκδ. Springer-Verlag, New York.
- Debosscher, J., Sarro, L., López, M., et al. (2009), A&A, 506, 519.
- Degroote, P., Aerts, C., Ollivier, M., et al. (2009), A&A, 506, 471.
- Drechsel, H., Heber, U., Napiwotzki, R., et al. (2001), A&A, 379, 893.
- Eggleton, P. (2006), *Evolutionary Processes in Binary and Multiple Stars*, εκδ. Cambridge University Press, USA.
- Eyer, L. & Mowlavi, N. (2007), JPCS, 118, 1, 012010.
- Fath, E. (1935), PASP, 47, 232.
- Gazeas, K., Niarchos, P., Boutsia, K. (2004a), CoAst, 144, 26.
- Gazeas, K., Niarchos, P., Boutsia, K. (2004b), CoAst, 145, 49.
- Gazeas, K. & Niarchos, P. (2005), ASPC, 335, 297.
- Gazeas, K. & Niarchos, P. (2006), MNRAS, 370, 29.
- Gazeas, K. & Liakos, A. (2010), ASPC, 435, 351.
- Gilliland, R. L., Brown, T. M., Christensen-Dalsgaard, J., et al. (2010), PASP, 122, 131.
- Hilditch, R. (2001), *An introduction to Close Binary Stars*, εκδ. Cambridge University Press, USA.
- Howell, S. B., Sobek, C., Haas, M., et al. (2014), PASP, 126, 398.
- Huemmerich, S. & Bernhard, K. (2012), PZP, 12, 11.
- Irwin, J. (1947), ApJ, 106, 380.
- Jeffery, C. & Ramsay, G. (2014), MNRAS, 442, 61.
- Jenkins, Jon M. (2002), ApJ, 575, 493.
- Jetsu, L., Porceddu, S., Lyytinen, J., et al. (2013), ApJ, 773, 1, 1.
- Jørgensen, H. & Gronbensch, B. (1978), A&A, 66, 377.
- Kallarath, J. & Milone, E. F. (1999), *Eclipsing Binary Stars – Modeling and Analysis*, εκδ. Springer – Verlag, New York, Inc., USA.
- Kasting, J., Whitmire, D., Reynolds, R. (1993), 101, 108.
- Kaye, A. B., Handler, G., Krisciunas, K., et al. (1999), PASP, 111, 840.
- Kim, S.-L., Lee, J., Youn, J.-H., et al. (2002), A&A, 391, 213.
- Kirk, B., Conroy, K., Prša, A., et al. (2016), ApJ, 151, 3, 68.
- Koch, D. G., Borucki, W. J., Basri, G., Batalha, N. M., et al. (2010), ApJL, 713, 79.
- Kopacki, G. (2001), A&A, 369, 862.
- Kopal, Z. (1955), AnAp, 18, 379.
- Kukarkin, B., Kholopov, P., Efremov, Y., et al. (1969), gcvs, v.1.

- Kukarkin, B., Kholopov, P., Efremov, Y., et al. (1970), *gcvs*, v.2.
- Kukarkin, B., Kholopov, P., Pskovsky, Y., et al. (1971), *gcvs*, v.3.
- Kuschnig, R., Weiss, W., Gruber, R., et al. (1997), 328, 544.
- LaCourse, D., Jek, K., Jacobs, T., et al. (2015), *MNRAS*, 452, 3561.
- Lenz, P. & Breger, M. (2005), *CoAst*, 146, 53.
- Liakos, A., Niarchos, P., Soyduğan, E., Zasche, P. (2012), *MNRAS*, 422, 1205.
- Liakos, A. & Niarchos, P. (2014), *Ap&SS*, 343, 123.
- Liakos, A. & Niarchos, P. (2015), *ASPC*, 496, 195.
- Liakos, A. & Niarchos, P. (2016a), *Proceedings of the 12th Hellenic Astronomical Conference*, held 28 June - 2 July, 2015 in Thessaloniki, Greece.
- Liakos, A. & Niarchos, P. (2016b), *MNRAS*, in press.
- Loumos, G. & Deeming, T. (1978), *Ap&SS*, 56, 285.
- Matijević, G., Prša, A., Orosz, J., et al. (2012), *AJ*, 143, 123.
- McInally, C. & Austin, R. (1977), *IBVS*, 1334, 1.
- McNamara, D. & Feltz, K. (1978), *PASP*, 90, 275.
- Mkrtychian, D. E., Kusakin, A. V., Gamarova, A., Yu., et al. (2002), *ASPC*, 259, 96.
- Mkrtychian, D. E., Kim, S.-L., Rodriguez, E., et al. (2007), *ASPC*, 370, 194.
- Moriarty, D. J. W., Bohlson, T., Heathcote, B., et al. (2013), 41, 182.
- Murdin, P. (2001), *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*, first edition, εκδ. Institute of Physics Publishing, UK.
- Pinsonneault, M., An, D., Molenda-Zakowicz, J., Chaplin, W., et al. (2012), *ApJS*, 199, 30.
- Prša, A., Guinan, E. F., Devinney, E. J., et al. (2008), *ApJ*, 687, 542.
- Prša, A., Batalha, N., Slawson, R., et al. (2011), *ApJ*, 141, 83.
- Robinson, L., Wei, M., Borucki, W., et al. (1995), *PASP*, 107, 1094.
- Rodríguez, E., López-González, M., López de Coca, P. (2000), *A&AS*, 144, 469.
- Rodríguez, E. & Breger, M. (2001), *A&A*, 366, 178.
- Rowe, J., Couphling, J., Antoci, V., et al. (2015), *ApJS*, 217, 16.
- Slawson, R., Prša, A., Welsh, W., et al. (2011), *AJ*, 142, 160.
- Smith, H. (1955), *AJ*, 60, 179.
- Sodor, Á., Chené, A., De Cat, P., et al. (2014), *A&A*, 568, 106.
- Soyduğan, E., Soyduğan, F., Demircan, O., Ibañoğlu, C. (2006), *MNRAS*, 370, 2013.
- Stępień, K. & Gazeas, K. (2008), *MNRAS*, 390, 1577.
- Sterken, C., Snowden, M., Africano, J., et al. (1986), *A&AS*, 66, 11.
- Szabados, L. (2003), *IBVS*, 5394, 1.
- Szatmary, K. (1990), *JAVSO*, 19, 52.
- Szymanski, M. (2005), *AcA*, 55, 43.
- Tempesti, P. (1971), *IBVS*, 596, 1.
- Tenn, J. S. (2013), *JAHH*, 16, 81.
- Uytterhoeven, K., Moya, A., Grigahcène, A. (2011), *A&A*, 534, 125.
- Van Cleve, J. & Caldwell, D. (2009), *Kepler: A search for terrestrial planets, Kepler instrument handbook*, NASA Ames Research Center, USA.
- van Hamme, W. (1993), *AJ*, 106, 2096.
- Wilson, R. & Devinney, E. (1971), *ApJ*, 166, 605.
- Zasche, P. (2014), *NA*, 34, 253.
- Zhang, X. B., Luo, C. Q., Fu, J. N. (2013), *ApJ*, 777, 1, 77.
- Zhao, G., Gies, D. R., Matson, R. A., Garcia, H. A. (2016), *ApJ*, 826, 1, 69.
- Zhou, A. -Y. (2014), *arXiv:1002.2729*, v.6.

