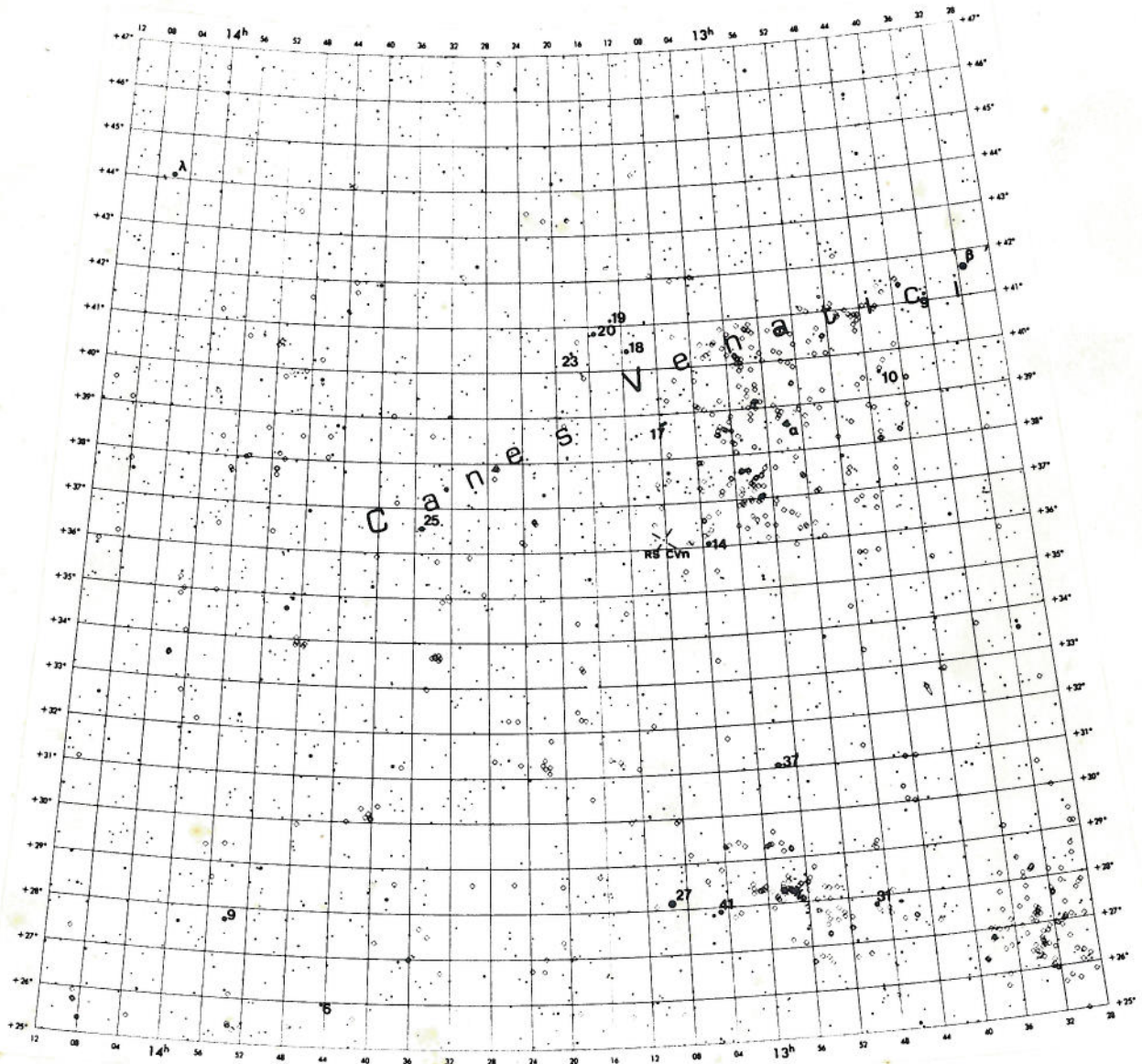


Αριστοτέλειο Πανεπιστήμιο

Διπλωματική Εργασία

Το Φαινόμενο των  
RS Canum Venaticorum



Κουνατίδης Ιωάννης

Επιβλέποντες: Σ. Αυγολούπης Ι. Σειραδάκης

Θεσσαλονίκη 1988



ΠΡΟΛΟΓΟΣ

## ΠΡΟΛΟΓΟΣ

Η ιδέα, ότι φαινόμενα δραστηριότητας μπορεί να εμφανίζονται και σε αστέρες πέρα από τον ήλιο, έχει βαθιές ρίζες στην αστρονομική κοινότητα. Όμως, το πρόβλημα της αστρικής δραστηριότητας, μόνο τελευταία έχει ερευνηθεί συστηματικά και προσεγγισθεί ποιοτικά. Με τον όρο αστρική δραστηριότητα αναφερόμαστε σε αστάθειες στην δομή της ατμόσφαιρας, που προκαλούν αύξηση ή μείωση στην ροή ενέργειας της ήρεμης κατάστασης.

Λόγω της μεγάλης απόστασης, που μας χωρίζει από τους αστέρες, μόνο τα πολύ έντονα γεγονότα μπορούν να ανιχνευθούν από τα όργανα μας. Ο ήλιος σε αστρικές αποστάσεις θα παρουσιάζοταν μάλλον ήρεμος. Έτσι, μόνο τα ενεργητικά συμβάντα θα ήταν δυνατόν να ερευνηθούν μέσω των χαρακτηριστικών εκπομπών που τα συνοδεύουν όπως π.χ. εκπομπή CaII.

Όμως ο ήλιος μας, λόγω της κοντινής του θέσης, μπορεί να μας δώσει πολλά στοιχεία για να κατανοήσουμε την δραστηριότητα, που παρατηρούμε στους αστέρες. Από την άποψη αυτή είναι ένα εργαστήριο για να μελετήσουμε μακρινά φαινόμενα. Από την άλλη πλευρά, οι αστέρες μας δίνουν πληροφορίες για την δραστηριότητα ηλιακού τύπου σε διαφορετικές συνθήκες, όπως χημική σύνθεση, ταχύτητα περιστροφής, κ.α.. Βλέπουμε ότι υπάρχει μια αλληλεπίδραση μεταξύ αστρικής και ηλιακής μελέτης. Όμως, τέτοιους παραλληλισμούς δεν πρέπει να τους υπερεκτιμούμε για ευνόητους λόγους.

Παρά τις δυσκολίες που εμφανίζονται, γνωρίζουμε αρκετές ομάδες αστέρων, που παρουσιάζουν μεταβολές στην φωτεινότητα τους. Αυτές οι μεταβολές δύσκολα ερμηνεύονται, εκτός αν δεχθούμε ανομοιογένειες στην φωτόσφαιρα. Είναι οι BY Dra, οι RS CVn και οι τελευταία ανακαλυφθέντες αστέρες K στις Πλειάδες (Van Leeuwen, Alpenaar 1982). Εκτός από την μεταβολή αυτή, οι αστέρες παρουσιάζουν χρωμοσφαιρική δραστηριότητα και εκλάμψεις. Εδώ θα πρέπει να αναφέρουμε και τους αστέρες FK Com, που έχουν ιδιότητες όμοιες με τους RS CVn, αλλά είναι απλοί, με μεγάλες ταχύτητες περιστροφής ( $v \sin i$  50-100 km/sec), και τους αστέρες εκλάμψεων που είναι ήδη αρκετά γνωστή.

Θα δούμε ότι ο ήλιος δίνει κατευθύνσεις προς την κατανοήση των συνθηκών, που επικρατούν στους αστέρες μεταγενέστερου τύπου και ειδικότερα στους αστέρες RS CVn.

Η δομή της εργασίας είναι απλή.

Μετά την γενική εισαγωγή, θα ασχοληθούμε στο πρώτο κεφάλαιο με τις πληροφορίες που μας δίνει η φωτομετρία

και η οπτική φασματοσκοπία. Θα προσεγγίσουμε δηλαδή την εικόνα της φωτόσφαιρας.

Στο δεύτερο κεφάλαιο θα μελετήσουμε το υπόλοιπο τμήμα του φάσματος. Θα δούμε ότι από εδώ παίρνουμε έναν τρομερό όγκο πληροφοριών που γενικά συμφωνούν με το μοντέλο των κηλίδων.

Έτσι, καταλήγουμε στο τελευταίο τμήμα, τα δύο παραρτήματα με τον πίνακα των γνωστών μελών αυτής της κατηγορίας και τις δημοσιεύσεις πάνω στους RS CVn.

Στο σημείο αυτό θέλω να ευχαριστήσω όλους όσους με βοήθησαν είτε υλικά είτε ηθικά στην ολοκλήρωση αυτής της εργασίας. Τους καθηγητές μου κ. Αυγολούπη, Σειραδάκη και Βάρβογλη καθώς και τους συμφοιτητές μου Μαθιουδάκη, Στεφανάκη και Δασκαλούδη.

Κουνατίδης Ιωάννης

Δεκέμβριος 1987-Μάιος 1988

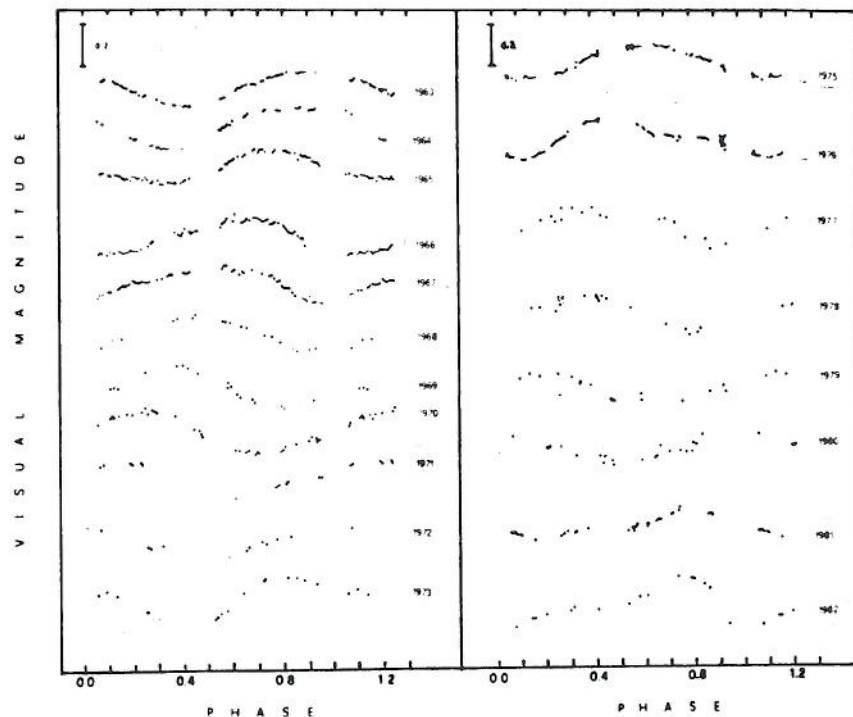
ΕΙΣΑΓΩΓΗ

## ΕΙΣΑΓΩΓΗ

### α) Γενικά

Οι RS Canum Venaticorum είναι διπλά συστήματα, όπου το θερμό μέλος είναι ένας υπογίγαντας φασματικού τύπου F ή G με τάξη φωτεινότητας IV ή V, ενώ το ψυχρό μέλος είναι ένας υπογίγαντας τύπου G ή K. Η περίοδος τους, σύμφωνα με τον ορισμό του Hall (1975), είναι μεταξύ μιας ημέρας και δύο εβδομαδών και παρουσιάζουν έντονη δραστηριότητα στο υπεριώδες, στα ραδιοφωνικά μήκη καθώς και στις ακτίνες X. Έχουμε όμως και άλλες ενδείξεις δραστηριότητας: εκλάμψεις, ισχυρή εκπομπή ιονισμένου αβεστίου, μη θερμικές ραδιοεκλάμψεις. Έτσι, μπορούμε να ανιχνεύσουμε συστήματα της κατηγορίας, που δεν παρουσιάζουν εκλείψεις και είναι δύσκολη η ανίχνευσή τους στο οπτικό.

Μέχρι σήμερα δεν στάθηκε δυνατόν να εξηγηθεί η ελλεικτική πορεία των RS CVn καθώς και οι φυσικές διαδικασίες, που προκαλούν την παρατηρούμενη δραστηριότητα, διότι στα λίγα χρόνια που είναι γνωστό το φαινόμενο, δεν ήταν δυνατόν να αποκτήσουμε φωτοηλεκτρικές και φασματοσκοπικές πληροφορίες για σημαντική περίοδο.



Σχήμα 1. Η διάδοση του κύματος στον RS CVn. (Catalano et. al. 1980, Blanco et. al. 1983)

Το γενικά αποδεκτό μοντέλο για τους RS CVn βασίζεται στην παρουσία εκτεταμένων περιοχών αστρικών κηλίδων στη μία πλευρά του ψυχρού αστέρα. Η ιδέα αυτή, ότι δηλαδή μια εκτεταμένη περιοχή είναι καλυμμένη με κηλίδες για έτη ή δεκαετίες, ενώ το άλλο ημισφαίριο είναι καθαρό από αυτές, **δεν είναι ικανοποιητικά εξηγημένα**. Έτσι οι κηλίδες δεν είναι το τελικό μοντέλο αλλά σίγουρα δείχνει προς την σωστή κατεύθυνση.

Στα συστήματα, γενικά, δεν εμφανίζεται μεταφορά μάζας (αποχωρισμένα συστήματα), όμως παλιρροιογόνες δυνάμεις έχουν καθορίσει την περίοδο περιστροφής του υπογίγαντα να είναι ίση με αυτή της περιφοράς του συστήματος (όπως στο σύστημα Γης-Σελήνης), περίοδο πολύ μικρότερη από ότι είναι σύνηθες για υπογίγαντες. Αυτή η ταχεία περιστροφή, μαζί με την σημαντική ζώνη μεταφοράς δημιουργεί μαγνητικά πεδία, τα οποία παίζουν μεγάλο ρόλο στα μοντέλα.

Το πιο χαρακτηριστικό γνώρισμα των RS CVn είναι το σχεδόν ημιτονοειδές κύμα με μικρό πλάτος που επικάθεται πάνω στην καμπύλη φωτός, με χαρακτηριστικό γνώρισμα την μετατόπιση του, συνήθως προς μικρότερες φάσεις. Λόγω του ότι το φαινόμενο παρατηρήθηκε μόνο τον τελευταίο καιρό, η περίοδος της μετατόπισης είναι γνωστή μόνο κατά προσέγγιση. Στον αστέρα πρότυπο RS CVn είναι περίπου 10 έτη (σχήμα 1).

Όπως θα δούμε, τα αναπάντητα ερωτήματα που περιβάλουν αυτή την κατηγορία των μεταβλητών είναι πολλά και ενδιαφέροντα.

### **β) Πότε ένας μεταβλητός ανήκει στην κατηγορία των RS CVn.**

Για να ανήκει ένα διπλό σύστημα αστέρων στην κατηγορία των RS CVn πρέπει να διαθέτει τα ακόλουθα χαρακτηριστικά:

- I) Περίοδο μεταξύ μιας ημέρας και δύο εβδομάδων.
- II) Το θερμότερο μέλος να είναι φασματικού τύπου F ή G με τάξη φωτεινότητας IV ή V. Το ψυχρό μέλος να είναι τύπου G ή K με τάξη φωτεινότητας IV ή V.
- III) Στο φάσμα έξω από τις εκλείψεις, να παρουσιάζει ισχυρές γραμμές εκπομπής H(393.4 nm) και K(396.8 nm) του απλά ιονισμένου ασβεστίου (CaII), ισχυρές σε σχέση με αυτές που προβλέπει η σχέση Wilson-Barru. Αυτά τα χαρακτηριστικά έδωσε ο Hall (1976) χωρίζοντας τους διπλούς αστέρες με ισχυρή εκπομπή CaII και άλλες όμοιες ιδιότητες ως εξής:

- I) Τους RS CVn με περίοδο μεταξύ μιας ημέρας και δύο εβδομάδων και εκπομπή CaII.
- II) Τους μακρός περιόδου ( $P > 14$  d) με εκπομπή CaII και ένα μέλος G-K IV-V.



III) Τους μικρής περιόδου ( $P < 1$  d) με εκπομπή CaII και ένα μέλος F-G IV-V.

IV) Τους αστέρες εκλάμψεων με ένα μέλος νάνο τύπου K ή M και εκπομπή CaII.

V) Τους τύπου W UMa με φωτομετρικές ενδείξεις ανομοιογενούς επιφανειακής φωτεινότητας.

Ο Hall παρατήρησε πως δεν υπάρχουν συστήματα με περίοδο μεταξύ 11 και 17 ημέρες και μεταξύ 0.9 και 1.9 ημέρες. Έτσι, πρότεινε σαν μέλη 25 από τα συστήματα του πίνακα Α (παράρτημα Α)<sup>1)</sup> και σαν αστέρα πρότυπο τον RS CVn.

Φαίνεται να υπάρχει συσχέτιση μεταξύ παρατηρησιακών ιδιοτήτων και τροχιακής περιόδου. Όμως ένας τέτοιος διαχωρισμός σε περιοχές περιόδων με διαφορετικές ιδιότητες είναι δύσκολος.

Ο Borrp (1980) συνπέρανε πως το κοινό γνώρισμα των ομάδων I-V είναι η ταχεία περιστροφή ( $v_{\text{ισοθμ.}} > 40$  km/sec) ενός αστέρα με εκτεταμένη ζώνη μεταφοράς.

Παραθέτουμε επίσης ένα σύνολο 11 ιδιοτήτων, χαρακτηριστικές των συστημάτων RS CVn, που δεν υπάρχουν όμως σε όλα από αυτά:

- 1) Η εκπομπή H και K προέρχεται από τον ψυχρότερο αστέρα ή και τους δύο.
- 2) Το ψυχρότερο μέλος είναι φασματικού τύπου K0IV.
- 3) Υπάρχει η γραμμή εκπομπής H $\alpha$ .
- 4) Το κύμα διαδίδεται συνήθως προς μικρότερες φάσεις όχι πάντοτε με την ίδια ταχύτητα.
- 5) Μερικές φορές παρουσιάζονται ανώμαλες μεταβολές φωτεινότητας, που δεν μπορούν να αποδοθούν στο κύμα.
- 6) Υπάρχει μια υπεροχή υπεριώδους, ή, και, υπερύθρου σε ένα ή και στα δύο μέλη.
- 7) Υπάρχουν ανώμαλες αλλαγές στην περίοδο που δεν μπορούν να ερμηνευτούν σαν κίνηση των αψίδων ή από κίνηση γύρω από τρίτο σώμα.
- 8) Σε μερικές περιπτώσεις, αυτές οι μεταβολές της περιόδου συσχετίζονται με το κύμα.
- 9) Ο λόγος των μαζών είναι πολύ κοντά στην μονάδα.
- 10) Τα συστήματα είναι αποχωρισμένα, κανένα από τα μέλη δεν γεμίζει τον λοβό του Roche.
- 11) Η τροχιακή περίοδος είναι πολύ κοντά στην φωτομετρική περίοδο.

Οι πιο γνωστοί RS CVn είναι οι AR Lac, RS CVn, UX Ari, HR 5110, HR 1099, II Peg, UV Psc, RT Lac,  $\alpha$  Aur,  $\lambda$  And,  $\sigma$  CrB.

Παρατηρούμε ότι μεταξύ αυτών υπάρχουν και πολύ λαμπρά συστήματα. Το πιο λαμπρό μέλος της κλασσικής υπομάδας των RS CVn είναι ο AR Lac.

---

<sup>1)</sup> Ο πίνακας είναι των Strassmeier K. et.al., Astron. Astrophysics Suppl. Vol.72 p.291 (1988) και περιέχει όλα τα διπλά συστήματα με χρωμοσφαιρική δραστηριότητα (βλέπε παράρτημα Α).

θα δούμε τώρα λίγο τους RS CVn μικρής και μεγάλης περιόδου. Στο εξής όμως δεν θα κάνουμε και συχνά αυτό τον διαχωρισμό.

#### **γ1) Οι μακράς περιόδου**

Ο φασματικός τύπος του θερμού μέλους βρίσκεται μεταξύ A και F. Ο λόγος μαζών φαίνεται να είναι πολύ μακριά από την μονάδα, με τον ψυχρό αστέρα να έχει πάντοτε μικρότερη μάζα. Η συνολική μάζα του συστήματος είναι  $3M_{\odot}$  -  $4M_{\odot}$ . Αυτό το σημείο τους διαχωρίζει από τους κλασικούς RS CVn.

Ένα πολύ σημαντικό ερώτημα είναι αν τα συστήματα αυτά είναι σε ημιαπαφή ή αποχωρισμένα. Έχειδειχθεί ότι μερικά είναι σε ημιαπαφή, ενώ άλλα την προσεγγίζουν π.χ. HD 158393. Βλέπουμε μία διαφοροποίηση από τους κοινούς RS CVn. Αυτά τα συστήματα παρουσιάζουν την διαταραχή (κύμα) χωρίς φανερό μετατόπιση. Δεν έχουμε σύγχρονη περιστροφή, αν και οι παλιρροιογόνες δυνάμεις μεταξύ των αστερών είναι συγκρίσιμες με αυτές των κοινών RS CVn.

#### **γ2) Οι μικρής περιόδου**

Σ' αυτή την κατηγορία ο Hall κατατάσσει τα αποχωρισμένα συστήματα με περίοδο μικρότερη από μια ημέρα, με θερμό μέλος τύπου F-G V-IV και εκπομπή H και K. Οι ιδιότητες αυτής της κατηγορίας είναι παρόμοιες με αυτές των RS CVn.

Παρουσιάζουν την διαταραχή κινούμενη προς μικρότερες φάσεις και μεταβολές στην περίοδο τους. Φαίνεται πως τα συστήματα είναι αποχωρισμένα, γεγονός που τα διαχωρίζει από τους W UMa.

Πάντως ο Catalano (1983) διαφωνεί με την κατάταξη αυτών στους RS CVn, γιατί η κατηγορία τους παρουσιάζει εκλάμψεις και τα δύο μέλη τους συνήθως είναι στην κύρια ακολουθία. Κατέληξε ότι οι αστέρες αυτοί θα πρέπει να είναι συστήματα BY Dra παρά RS CVn, αν είναι αναγκαίος κάποιος διαχωρισμός των αστερών με κηλίδες.

#### **γ) Μια μικρή ιστορική αναδρομή**

Από ιστορικής πλευράς ο Struve (1946) αναφέρει πέντε συστήματα με ισχυρότερη από την αναμενόμενη εκπομπή CaII. Ο Hiltner (1947) κατατάσσει 13 διπλούς σε αυτή την ομάδα, ενώ ο Gratton (1950) αυξάνει τον αριθμό τους σε 19. Σε μια μελέτη τους για τις απόλυτες διαστάσεις των εκλειπτικών, οι Flavec και Grygar (1965) παρατήρησαν μια κατηγορία αποχωρισμένων συστημάτων με μέλη

μεταγενέστερου φασματικού τύπου και λόγω μαζών κοντά στην μονάδα, που ξεχώριζαν από τους υπόλοιπους τύπου Algol. Ο Popper (1970) παρουσιάζει ένα σύνολο 22 διπλών με ισχυρή εκπομπή CaII και άλλα χαρακτηριστικά που αναφέραμε πιο πάνω, επιστώντας έτσι, την προσοχή στην ύπαρξη αυτής της ομάδας. Ο Oliver (1974), που βασίζει την περιεκτική μελέτη του στα στοιχεία του Popper, προτείνει ένα σύνολο παρατηρησιακών χαρακτηριστικών για τον ορισμό της ομάδας. Έτσι, φθάνουμε στον Hall (1975), ο οποίος στο **The RS Canum Venaticorum binaries and binaries with similar properties** (IAU Colloq. No.29 p.287) καθορίζει οριστικά την οικογένεια των RS CVn και δείχνει ότι πολλές από τις ιδιότητές τους τις μοιράζονται με άλλες κατηγορίες αστέρων.

ΚΕΦΑΛΑΙΟ ΠΡΩΤΟ  
Η ΟΠΤΙΚΗ ΠΛΕΥΡΑ ΤΟΥ ΦΑΙΝΟΜΕΝΟΥ

## Η ΟΠΤΙΚΗ ΠΛΕΥΡΑ ΤΟΥ ΦΑΙΝΟΜΕΝΟΥ

Σ' αυτό το κεφάλαιο θα δούμε τις απαντήσεις που έχουν δοθεί από το μοντέλο των κηλίδων, στις διάφορες όψεις του φαινομένου RSCVn. Στην πορεία θα εξετάσουμε τα αποτελέσματα για τις διάφορες παραμέτρους των (θερμοκρασία, κύκλους κηλίδων κ.α.) και ό,τι άλλο μπορεί να μας δώσει το οπτικό μέρος του φάσματος (φωτοηλεκτρική φωτομετρία).

**Ένα αξιοσημείωτο χαρακτηριστικό στην καμπύλη φωτός** των RS CVn είναι η παρουσία μιας σχεδόν ημιτονοειδούς, μικρού πλάτους, διαταραχής, η οποία μετατοπίζεται προς μικρότερες συνήθως φάσεις, το διαταράσσον ή φωτομετρικό κύμα (distortion, photometric wave).

Η διαταραχή, λόγω του μικρού πλάτους της, δύσκολα θα ανιχνευόταν αν δεν υπήρχε η καμπύλη φωτός την οποία αλλοιώνει. Σήμερα, τα περισσότερα γνωστά συστήματα είναι εκλειπτικά.

Λόγω αυτής της ιδιαιτερότητας, οι αστέρες πρέπει να παρατηρούνται για δεκαετίες με προσοχή, ώστε να καθοριστούν τα φυσικά χαρακτηριστικά τους από την καμπύλη φωτός.

Για πρώτη φορά πρόσεξαν αυτή τη διαταραχή οι Chisari και Lacopa το 1965 και οι Catalano και Rodono το 1967, 1969 στον RS CVn. Έχοντας στη διάθεσή τους παρατηρήσεις του RS CVn πολλών ετών, είδαν μια σχεδόν ημιτονοειδή διαταραχή εύρους  $0^m.2$  έξω από τις εκλείψεις, η οποία μετατοπιζόταν με περίοδο 10 έτη (σχήματα 1,2). Το κύμα (διαταραχή) σχετιζόταν με μια μεταβολή στη θέση του δευτερεύοντος και το βάθος του πρωτεύοντος.

O Oliver (1973) έκανε μια σημαντική παρατήρηση. Η διαταραχή και η μετατόπιση της είναι ένα κοινό χαρακτηριστικό των RS CVn.

Στον πίνακα Α παρατηρούμε πως η διαταραχή υπάρχει σε όλα σχεδόν τα συστήματα, ενώ σε ένα σημαντικό μέρος αυτών παρουσιάζεται μετατόπιση.

Στο σχήμα 2 βλέπουμε μερικά κύματα των RS CVn.

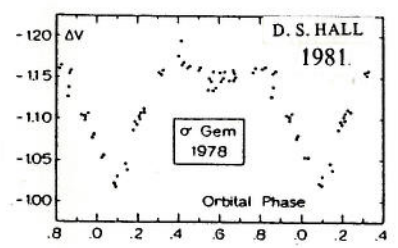
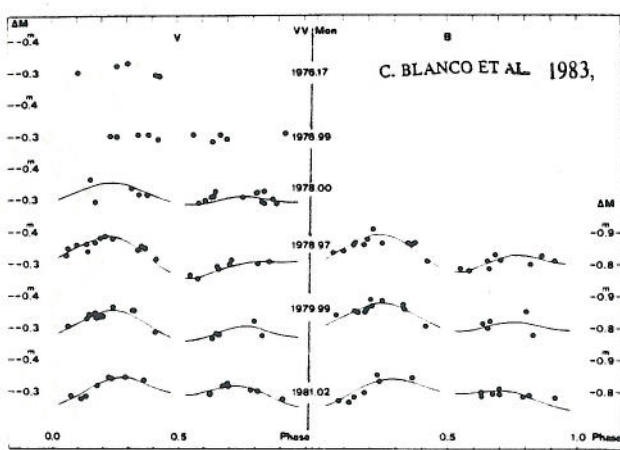
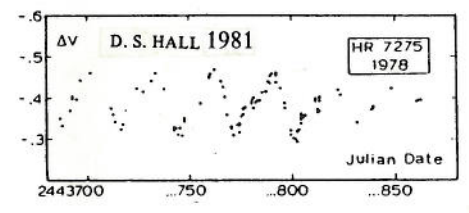
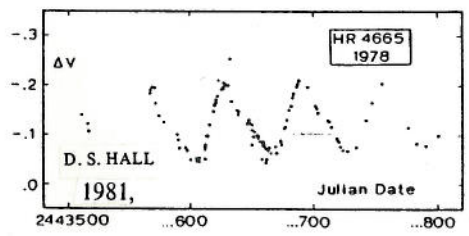
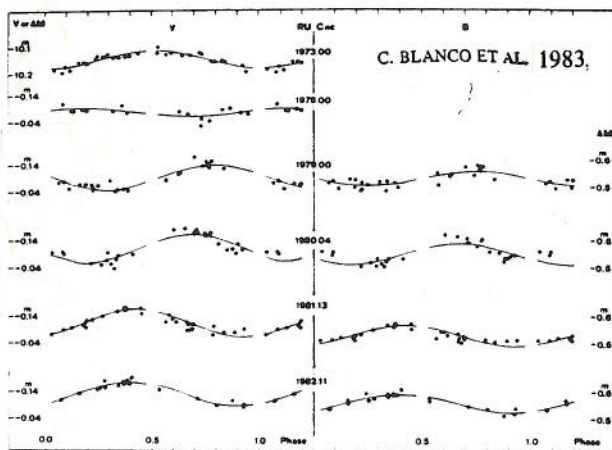
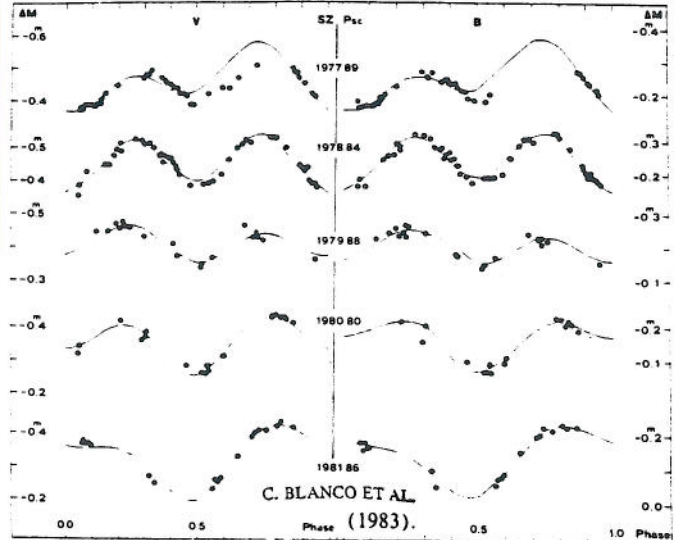
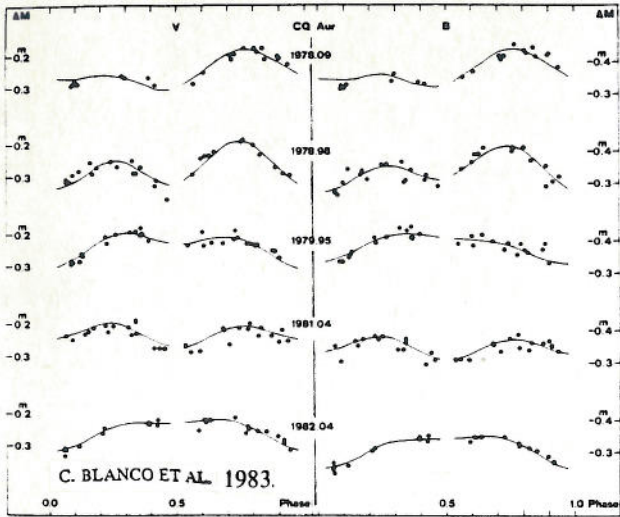
Υπάρχουν όμως εκτός από το κύμα και **άλλες ιδιότητες που θέλουν εξήγηση.**

Όπως: γιατί το κύμα δεν έχει σταθερό πλάτος, αλλά φαίνεται να έχει μια "περιοδική" μεταβολή, σε σημείο να είναι αδύνατη η ανίχνευση του, με περίοδο δεκαετιών;

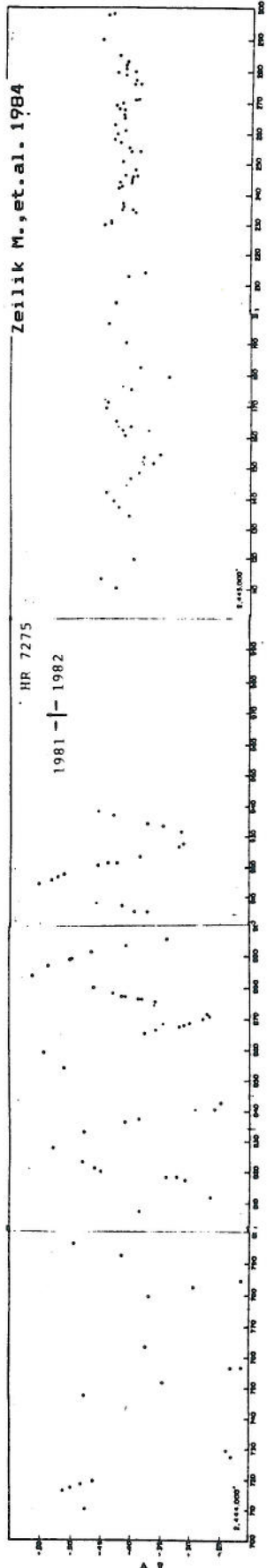
Γιατί το κύμα δεν διαδίδεται μόνο προς μικρότερες φάσεις αλλά και γιατί δεν έχει σταθερή ταχύτητα;

Σε αρκετές περιπτώσεις έχει παρατηρηθεί αλλαγή στην φορά μετατόπισης.

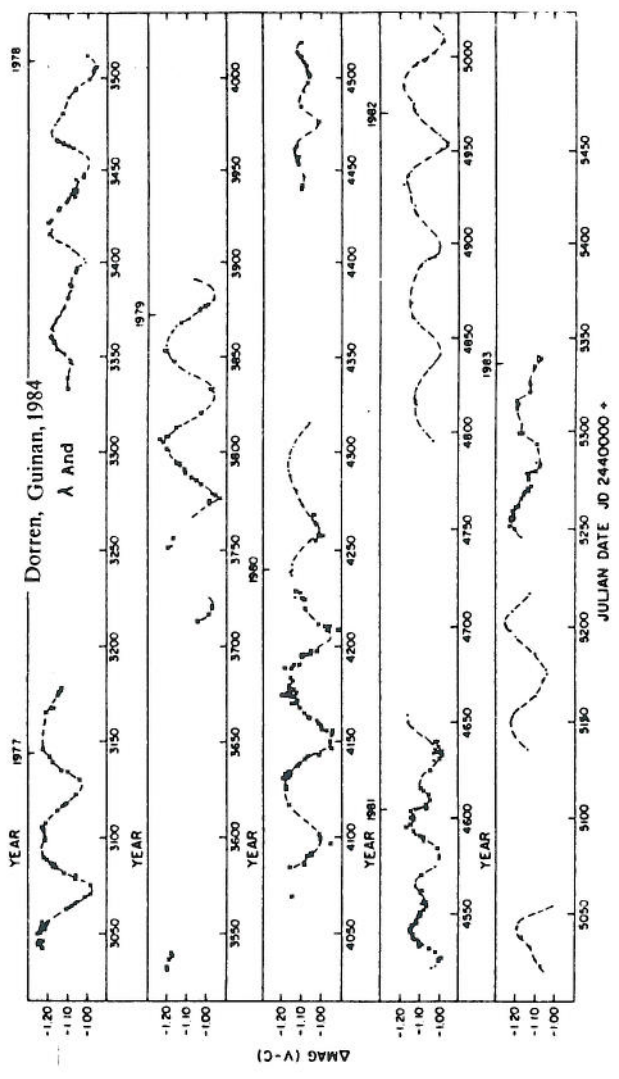
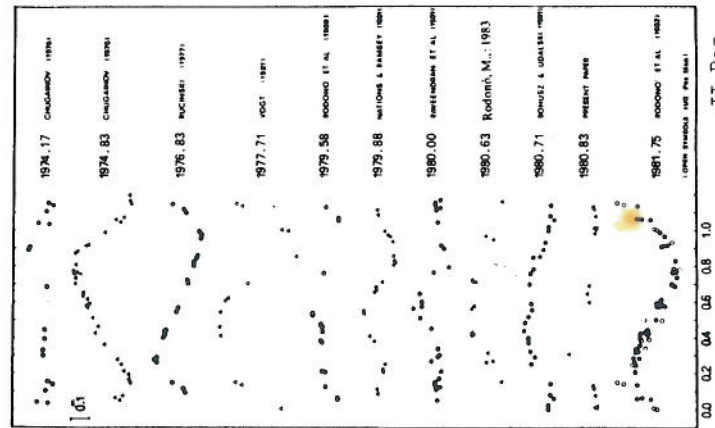
Μια ακόμη παραξενιά στην καμπύλη φωτός είναι το ρηχό



Σχήμα 2α. Οι καμπύλες φωτός μερικών RS CVn.



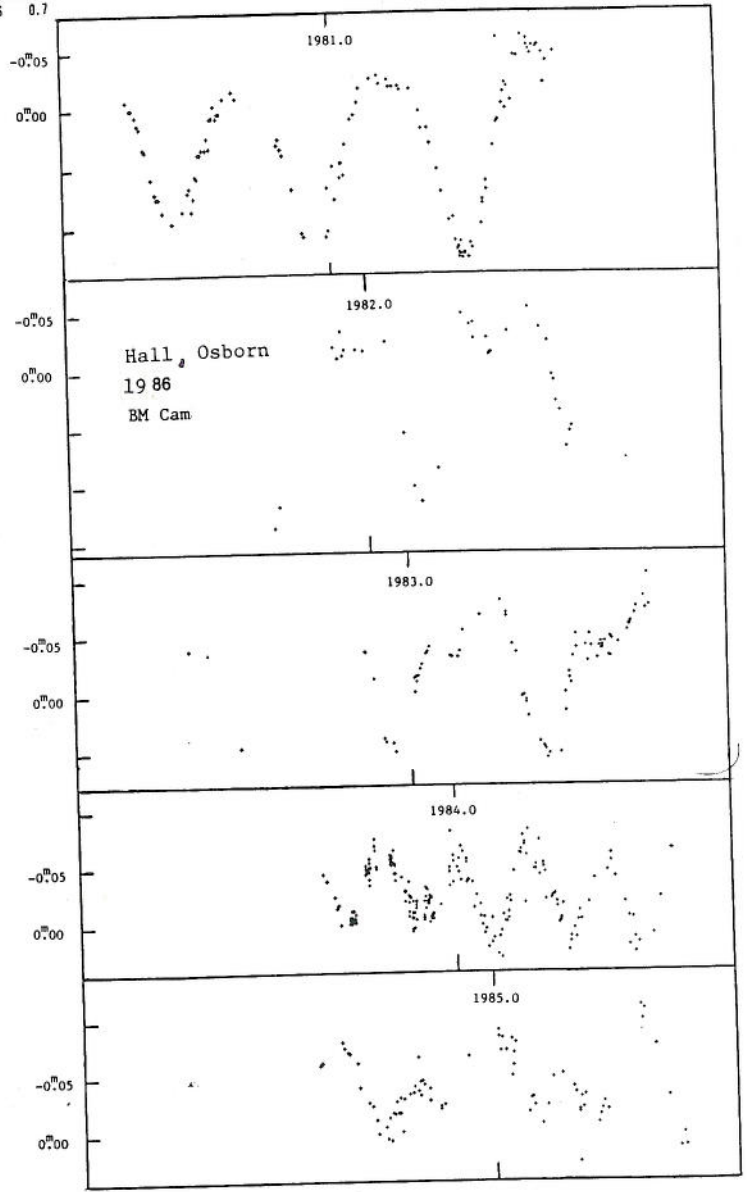
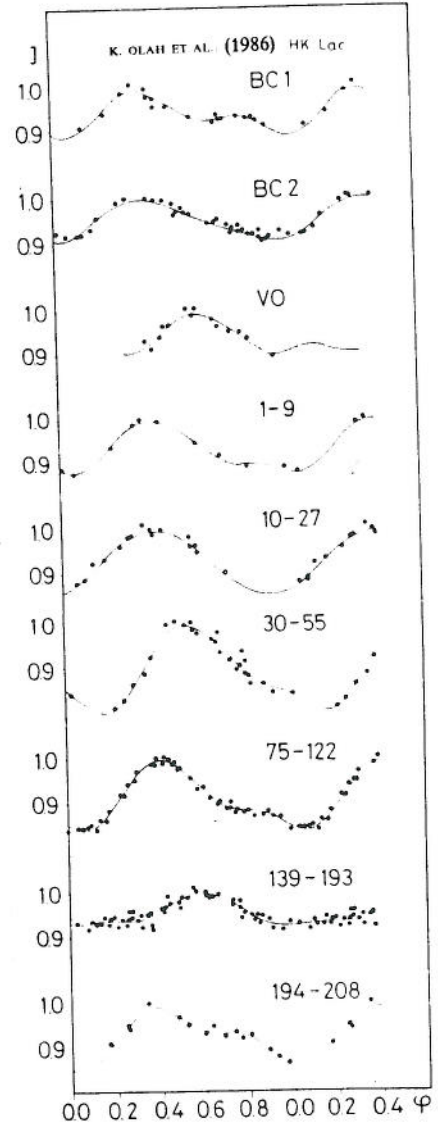
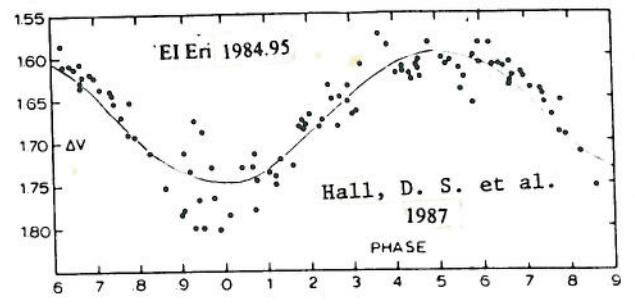
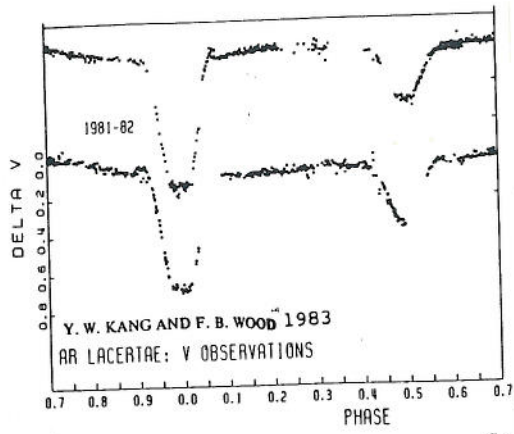
Zeilik M., et.al. 1984



II Peg

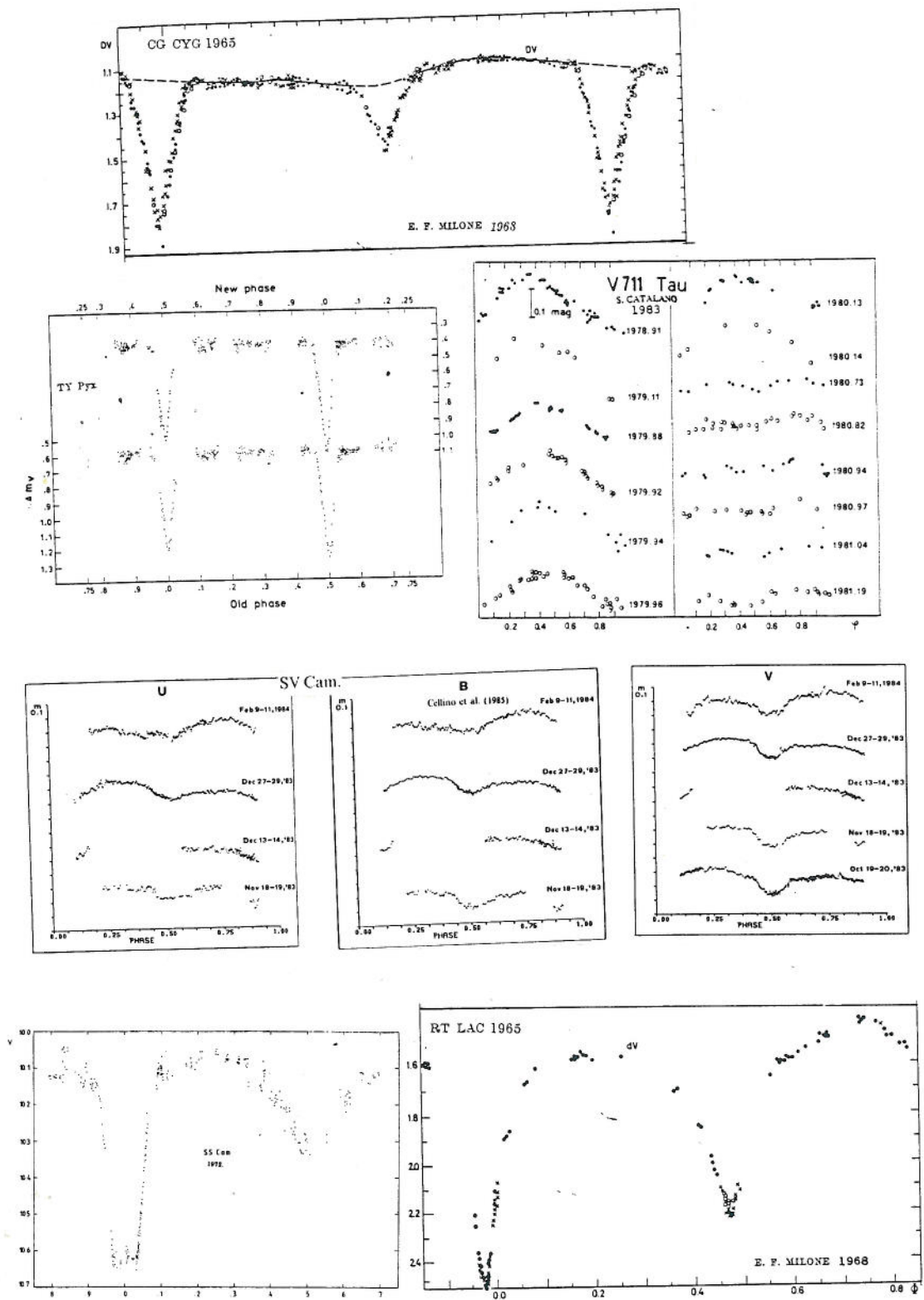
PHASE

Σχήμα 2β. Οι καμπύλες φωτός μερικών RS CVn.



Σχήμα 2γ. Οι κομπύλες φωτός μερικών RS CVn.





Σχήμα 28. Οι καμπύλες φώτος μερικών RS CVn.

δευτερεύον, αν θεωρήσουμε τις επιφανειακές λαμπρότητες που μας δίνουν οι δείκτες χρώματος, όπως στον RS CVn (Hall 1972).

Στους αστέρες αυτούς παρατηρούμε και τυχαίες μεταβολές στην τροχιακή περίοδο, παρά το γεγονός ότι τα συστήματα είναι αποχωρισμένα. Έτσι μετά από μερικά χρόνια η πρόβλεψή μας για την φάση του συστήματος συνήθως δεν είναι ακριβής' αποκλίσεις μέχρι 0.25 της περιόδου μετά από 10 έτη είναι πιθανές (Hall 1975).

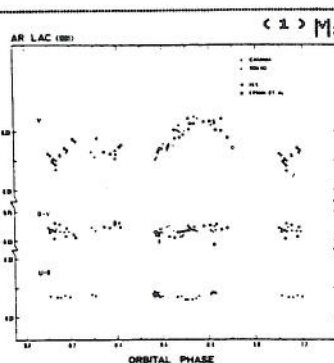
Έχουν γίνει

**προσπάθειες ερμηνείας του φαινομένου RS CVn.**

Θα αναφέρουμε εδώ δύο και έπειτα θα περιοριστούμε στο πιο επιτυχημένο μοντέλο, το οποίο δέχεται την ύπαρξη έντονης αστρικής δραστηριότητας σε μεγάλη κλίμακα, στον έναν από τους δύο αστέρες.

Ένα μοντέλο έγινε θεωρώντας τον ένα αστέρα να πάλλεται σύγχρονα με την τροχιακή περίοδο (Popper 1977). Έδώ η γεωμετρία του συστήματος δεν παραμένει σταθερή. Από την σταθερά αναπάλλεως  $\Theta$  προκύπτει μια πολύ μικρή τιμή για την περίοδο, το πολύ μια ημέρα. Λόγω της έλλειψης σταθερής σχέσης μεταξύ τροχιάς και κύματος, αυτό δεν μπορεί να προέρχεται από ταλαντώσεις που προκαλούν παλλοιοιογόνες δυνάμεις (Eaton, Hall 1979) <sup>(1)</sup>.

Σε ένα άλλο μοντέλο οι Catalano και Rodono (1967, 1969, 1974) δέχονται έναν ανομοιογενή σκοτεινό δακτύλιο γύρω από τον θερμότερο αστέρα. Η μετάπτωση του δακτυλίου προκαλεί την μετατόπιση του κύματος. Η απορρόφηση, που προκαλεί η ύλη του δακτυλίου στην ακτινοβολία του θερμού αστέρα, δημιουργεί το ίδιο το κύμα. Το μοντέλο είναι μια λογική επέκταση του μοντέλου των αστέρων τύπου Algol. Ο Oliver (1975) έδειξε ότι τα συστήματα των RS CVn δεν είναι δυνατόν να διαθέτουν τέτοιους δακτυλίους. Άλλες ενδείξεις, που κλονίζουν αυτό το μοντέλο, είναι η έλλειψη γραμμών απορρόφησης του δακτυλίου, καθώς και η απουσία αλλαγών ενδεικτικών ύλης στην καμπύλη φωτός.



<sup>(1)</sup> Μεταβολές- κύματα, σε στενά

συστήματα, μπορεί να προκαλεί και το φαινόμενο ελλειπτικότητας. Ένα τέτοιο παράδειγμα είναι ο AR Lac (σχήμα) όπου παρατηρήθηκαν εκτός από το μέγιστο του κύματος σε φάση 0.75 και ένα δεύτερο μέγιστο σε φάση 0.25, που αποδίδεται στο παραπάνω φαινόμενο.

Σε μερικές περιπτώσεις όπως στον HR 5110 το κύμα φαίνεται να σφείλεται

**Τι είναι λοιπόν αυτή η διαταραχή και τι την προκαλεί;**  
Όμως το πιο αποδοτικό μέχρι σήμερα μοντέλο προέρχεται από παραλληλισμούς που έκανε ο Hall (1972) της δραστηριότητας του ήλιου και αυτής των RS CVn. Το σημαντικότερο σημείο είναι η ύπαρξη κηλίδων που καλύπτουν μεγάλο μέρος της επιφάνειας του ψυχρού αστέρα. Η ιδέα των κηλίδων εφαρμόστηκε από τον Kron (1947) πρώτη φορά, για να εξηγήσει τις περιπλοκές στην καμπύλη φωτός του AR Lac. Σαν κηλίδες θεωρούμε περιοχές χαμηλότερης θερμοκρασίας από την γύρω φωτόσφαιρα, χωρίς να αποκλείουμε την ύπαρξη λαμπρών περιοχών (Oskanyan et.al. 1977, Vogt 1981.). Θεωρούμε τη δραστηριότητα να περιορίζεται σε περιοχές της μιας μόνο πλευράς του ενός αστέρα, γιατί αν αυτή κάλυπτε κατά τον ίδιο τρόπο (τυχαία ή ομοιόμορφα) και την άλλη πλευρά, τότε δεν θα μπορούσε να παραχθεί η σχεδόν ημιτονοειδής διαταραχή.

#### **Το βασικότερο πρόβλημα για το μοντέλο των αστρικών κηλίδων**

είναι η παραγωγή της κατανομής των στη φωτόσφαιρα από την καμπύλη φωτός. Η σχέση δεν είναι μονοσήμαντη, από μια καμπύλη φωτός δεν παίρνουμε μια και μόνο κατανομή. Η ίδια καμπύλη μπορεί να παραχθεί από διάφορες κατανομές. Για παράδειγμα, μια εκτεταμένη παραπόλια κηλίδα παράγει κατά την περιστροφή του αστέρα την ίδια καμπύλη φωτός, που θα έδινε μια κατάλληλη κατανομή μικρών κηλίδων κοντά στον ισημερινό. Έτσι, είναι αναγκαία η σύνδεση ταυτόχρονων φωτομετρικών και φασματοσκοπικών παρατηρήσεων μεγάλης ακρίβειας (Rodono et.al. 1986). Το πρόβλημα γίνεται εντονότερο όταν οι περιπλοκές στην καμπύλη φωτός είναι πολύ μικρές. Έτσι, η θέση, η μορφή και η θερμοκρασία των κηλίδων εξαρτώνται από το θεωρούμενο μοντέλο. Έλεύθερες παράμετροι είναι ακόμη η κλίση  $i$  στα μη εκλειπτικά συστήματα και ο συντελεστής αμύρωσης του χείλους, που θεωρείται ίδιος για τη φωτόσφαιρα και τις κηλίδες. Πολύ σοβαρά θα πρέπει να λάβουμε την διαφορά θερμοκρασίας μεταξύ κηλίδων και φωτόσφαιρας' ένα μοντέλο που δεν δίνει αυτή την διαφορά δεν πρέπει να παίρνεται σοβαρά (Vogt 1983). Τα ίδια αποτελέσματα θα μπορούσαν να προκύψουν από μια μεγαλύτερη (μικρότερη) κατανομή κηλίδων με μικρότερη (μεγαλύτερη) θερμοκρασία.

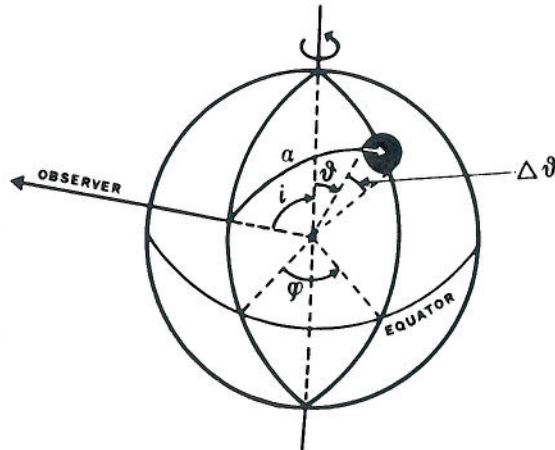
---

κατά κύριο λόγο σε φαινόμενα ανάκλασης (Dorren, Guinan 1980). Στα δύο τελευταία φαινόμενα οφείλεται σχεδόν πάντοτε ένα μέρος του κύματος, η επίδραση του οποίου αφαιρείται κατά την μελέτη του αστέρα.

Είναι όμως δυνατόν κάποιες παράμετροι να καθοριστούν ανεξάρτητα από το μοντέλο π.χ. η κλίση  $i$  ή η διαφορά θερμοκρασίας από την μετάβολή των δεικτών χρώματος. Και τότε τα μοντέλα δίνουν σημαντικές λύσεις.

Οι πιο κρίσιμες παράμετροι είναι η θέση και το μέγεθος των κηλίδων καθώς και η κλίση του συστήματος.

Αυτό που γίνεται συνήθως είναι να θεωρούμε μια κατανομή που χονδρικά θα προκαλούσε την καμπύλη φωτός, που



έχουμε και προβαίνουμε κατόπιν σε διορθώσεις αυτής για τις μικροσκοπίσεις. Οι Friedmann και Guertler (1975) δίνουν την σχέση 1 που πρέπει να ολοκληρωθεί για να πάρουμε την ζητούμενη κατανομή.

Κριτήριο για την ποιότητα του μοντέλου είναι το πόσο καλά η καμπύλη, που μας δίνει, ικανοποιεί τις μετρήσεις μας π.χ. με ελάχιστα τετράγωνα.

Τέλος μια πολύ σημαντική αδυναμία μας έχει πηγή την περιορισμένη ακρίβεια των μετρήσεών μας.

**Σχήμα 3.** Η γεωμετρία της σχέσης 1 (Friedemann, Guertler 1975).

$$\Delta m_{\lambda} = -2.5 \log \left\{ 1 - \frac{1 - \exp[hc(1/T - 1/T_{\infty})/\lambda k]}{\pi(1 - \mu_{\lambda}/3)} \right\} \iint_{\text{κηλίδα}} (1 - \mu_{\lambda} + \mu_{\lambda} \cos \alpha) \cos \alpha \sin \theta d\theta \quad (1)$$

[ $\Delta m_{\lambda}$  η μεταβολή φωτεινότητας στο μήκος κύματος  $\lambda$ ,  $T$  η ενεργός θερμοκρασία της φωτόσφαιρας,  $T_{\infty}$  η ενεργός θερμοκρασία της κηλίδας,  $\mu_{\lambda}$  ο συντελεστής αμύρωσης] του χείλους και  $\cos \alpha = \sin i \sin \theta \cos \varphi + \cos i \cos \theta$ .

Βέβαια αυτό είναι ένα πρόβλημα που αντιμετωπίζεται, χωρίς απάντηση μένει το ερώτημα γιατί υπάρχουν κηλίδες μόνο στην μια πλευρά του ενεργού αστέρα.

Σήμερα τα γεωμετρικά μοντέλα για τις κηλίδες είναι τριών βασικών τύπων:

- α) μια κηλίδα απλού γεωμετρικού σχήματος π.χ. κυκλική, για την περίπτωση που έχουμε συμμετρικό κύμα.
- β) δύο κηλίδες απλού σχήματος για ασύμμετρες καμπύλες φωτός με περισσότερες ελεύθερες παραμέτρους.
- γ) δύο ταινίες κηλίδων παράλληλες προς τον ισημερινό.

Το πιο κοινό μοντέλο είναι αυτό των δύο κυκλικών κηλίδων.

Καταλαβαίνουμε ότι θα παρουσιάζονται διάφορες κατανομές κηλίδων, ακόμη και για τον ίδιο αστέρα (Rodono et.al. 1986, Marstad 1981, Goidoin 1986 για τον II Peg).

Τυπικά παραδείγματα κατανομών που ανήκουν στις παραπάνω κατηγορίες είναι τα παρακάτω:

Οι Borr και Noah (1980) και οι Dorren και Guinan (1980) θεώρησαν δυο κηλίδες με συνολική κάλυψη 15%-20% της ορατής πλευράς του ψυχρού αστέρα στους II Peg και λ And. Από την μορφή της καμπύλης έβγαλαν το συμπέρασμα για την ύπαρξη δυο ομάδων κηλίδων (σχήμα 4).

Οι Eaton και Hall (1979) θεώρησαν τις κηλίδες να κατανέμονται μέσα σε δύο ζώνες πάνω και κάτω από τον ισημερινό του RS CVn. Αντίθετα με τους άλλους ερευνητές θεώρησαν πολλές μικρές κηλίδες κατανεμημένες ημιτονοειδώς με το μήκος (σχήμα 5). Επίσης εφάρμοσαν την δυνατότητα μοντελισμού με βάση τα δύο άλλα μοντέλα για τους RS CVn, που αναφέραμε παραπάνω (σχήμα 6).

Σε μερικές, μάλιστα, περιπτώσεις φαίνεται να έχουμε παραπόλιες κηλίδες, όπως προτάθηκαν από τους Oskanian et. al. (1977) και Vogt (1981). Ένα τέτοιο μοντέλο επεξεργάστηκαν οι Rodono et.al. (1986) για τους II Peg (σχήμα 7), AR Lac, HR 1099, BY Dra, AU Mic.

Στα μοντέλα θεωρούμε γενικά μεγάλες κηλίδες με μια και μοναδική θερμοκρασία, γιατί έτσι γίνονται πιο εύκολα οι υπολογισμοί. Αυτό δεν σημαίνει, ότι η υπόλοιπη επιφάνεια είναι ανεπηρέαστη, αλλά υπάρχουν ενδείξεις μικρών κηλίδων (Hartmann et.al. 1979). Μικρές κηλίδες επίσης προτάθηκαν και στην περίπτωση που ο αστέρας βρίσκεται στο μέγιστο φωτός (Rodono et.al. 1986).

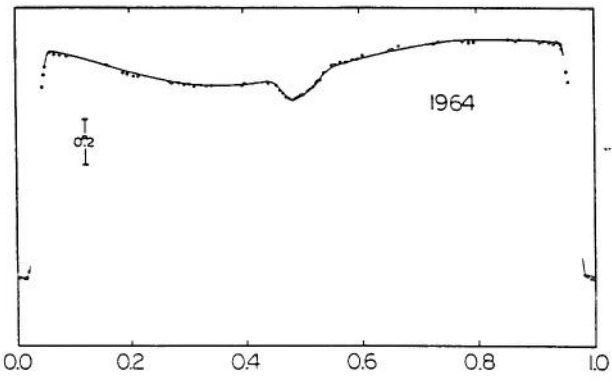
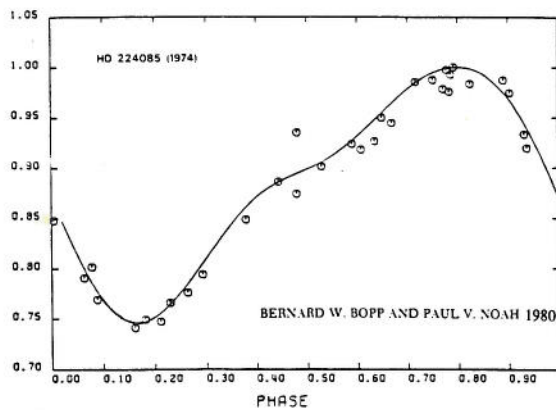
Απαραίτητη προϋπόθεση για την ορθότητα ενός μοντέλου είναι η σταθερότητα των κηλίδων κατά την διάρκεια των παρατηρήσεων. Αυτή η υπόθεση δεν ισχύει στους μικρής περιόδου όπου οι μεταβολές είναι πολύ γρήγορες. Έτσι οι μετρήσεις πρέπει να ολοκληρώνονται σε σύντομο χρονικό διάστημα ( $\approx 1$  μήνα).

Σήμερα υπάρχουν υπολογιστικά προγράμματα, με πολλές δυνατότητες, που κάνουν όλους τους απαραίτητους υπολογισμούς ενός μοντέλου (π.χ. Strassmeier 1986).

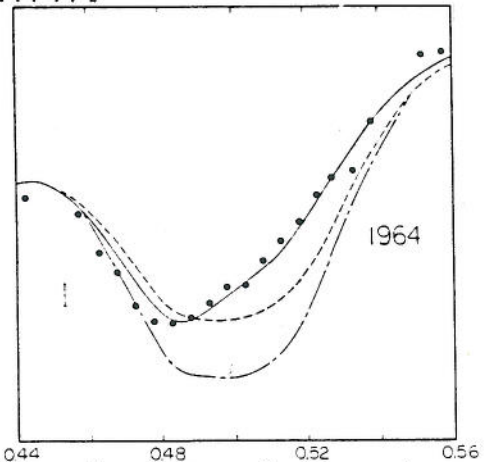
#### **Γιατί όμως να θεωρήσουμε δραστηριότητα κηλίδων;**

Γνωρίζουμε, από παρατηρήσεις του ήλιου, ότι έχουμε αυξημένη εκπομπή CaII στην περιοχή των κηλίδων.

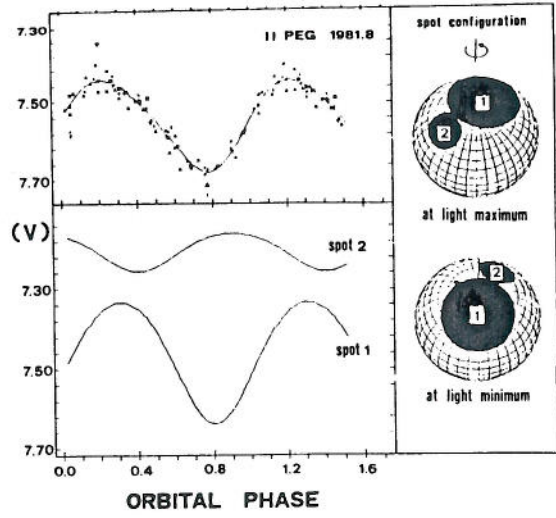
Μια ένδειξη για ύπαρξη ψυχρότερων περιοχών μπορούμε να πάρουμε από την μεταβολή των δεικτών χρώματος κατά την περιφορά του συστήματος. Αν και δεν παρατηρούνται σημαντικές αλλαγές στους δείκτες χρώματος, ο δείκτης V-I δείχνει ερυθρότερος στο ελάχιστο φωτός, ένδειξη ψυχρών περιοχών (σχήμα 8) (Rodono et.al. 1986, Catalano et.al. 1984).



Σχήμα 4. Η προσέγγιση (συ-Σχήμα 5. Η προσέγγιση στη νεχής γραμμή) του μοντέλου καμπύλη φωτός του RS CVn των Bopp και Noah (1980) από τους Eaton και Hall στην καμπύλη φωτός του II Peg του 1974. Από μια πρώτη ματιά στην καμπύλη, φαίνεται ότι δεν υπάρχουν παραπόλιες κηλίδες και ότι η μικρή κηλίδα προηγείται της μεγάλης.

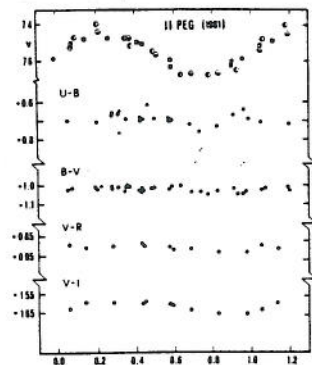


Σχήμα 6. Λεπτομέρεια (το δευτερεύον) του σχήματος 5, με την πρόβλεψη του μοντέλου με δακτύλιο (---) και την πρόβλεψη του μοντέλου με παλλόμενο μέλος (—). Και τα τρία μοντέλα δίνουν το ίδιο πλάτος κύματος.



Σχήμα 7. Η κατανομή των κηλίδων στον II Peg όπως τη δίνει ο Rodono (1986).

**Μην ξεχνάμε** ότι ο ψυχρός αστέρας των RS CVn διαθέτει βαθειά ζώνη μεταφοράς, η οποία μαζί με την ταχεία περιστροφή, προκαλεί τα αναγκαία ισχυρά μαγνητικά πεδία. Έτσι θα αναμένει κανείς συσχέτιση μεταξύ της περιόδου



**Σχήμα 8.** Οι δείκτες χρώματος του II Peg για το 1981 (Rodono et.al. 1986).

και των δεικτών δραστηριότητας όπως π.χ. εύρος του κύματος. Τέτοιες συσχετίσεις είναι όμως δύσκολο να εξαχθούν, γιατί π.χ. το εύρος του κύματος δεν εξαρτάται μόνο από την έκταση των κηλίδων, αλλά και από την θέση τους ως προς τον παρατηρητή, την κλίση του άξονα περιστροφής κ.α. (Bopp et.al. 1980, Bopp et.al. 1980, Bopp, Fekel 1977, Bopp, Espanak 1977).

**Το βασικότερο σημείο που χαρακτηρίζει μια κηλίδα είναι η χαμηλότερη θερμοκρασία της,**

έτσι θα πρέπει να προσδιορίσουμε αυτή την διαφορά. Η διαφορά αυτή φαίνεται να βρίσκεται μεταξύ αυτής του ήλιου (1600 K) και αυτής των BY Dra (200 K-500 K) (Bopp, Espanak 1977), δηλαδή αστερών που παρουσιάζουν δραστηριότητα ηλιακού τύπου. Είναι επίσης δυνατόν να παρουσιάζονται μεταβολές στην θερμοκρασία των κηλίδων (Bopp, Noah 1981).

Για να προσδιορίσουμε την  $\Delta T$  με ικανοποιητική ακρίβεια, απαιτούνται μετρήσεις από τις δύο πλευρές του μεγίστου του Planck, δηλαδή για σκοτεινές κηλίδες, μετρήσεις στο οπτικό και στο εγγύς υπεριώδες, γιατί οι κηλίδες θεωρούνται μελανά σώματα.

Το πρόβλημα περιπλέκεται από το γεγονός ότι μπορούν να εμφανίζονται και θερμότερες περιοχές (Oswalt 1979). Έτσι, δεν μπορούμε να πούμε ότι προσδιορίσαμε θερμοκρασία των κηλίδων.

Οι προσεγγίσεις των θερμοκρασιών βρίσκονται μεταξύ αυτών της penumbrae και umbrae του ήλιου. Αυτό μπορούμε να το δούμε σαν ένδειξη, ότι οι παραγόμενες θερμοκρασίες είναι μέσες τιμές θερμοκρασιών μεγάλων εκτάσεων, που περιέχουν ανεπηρέαστη φωτόσφαιρα ή και περιοχές penumbrae εκτός από την umbrae (Rodono 1986).

#### **Ο χρόνος ζωής των κηλίδων**

δεν φαίνεται να διαφέρει ουσιαστικά από αυτόν των ηλιακών (~1 μήνα Eaton, Hall 1979 και Hall 1981), αν και είναι δυνατόν κάθε κηλίδα να έχει μικρή ζωή ενώ σαν σύνολο ολόκληρος ο σχηματισμός δραστηριότητας είναι

Αστέρας	Φασ/κός τύπος (θερμοκρασία)	ΔT	T(κηλ.)/T(αστ.)	Αναφορά
Ηλιος (U)	G2V(6050 K)	1810 K	0.70	1
Ηλιος (P)	G2V(6050 K)	370 K	0.94	1
BY Dra	M0V(4100 K)	600 K	0.85	2
II Peg	K2IV(4600 K)	1200 K	0.74	2
HR 1099	K1IV(4700 K)	>900 K	<0.81	3
		1250 K	0.73	4
		>1000 K	<0.79	5
SZ Psc	K1IV(4700 K)	1200 K	0.74	6
DK Dra	K0III(4700 K)	1100 K	0.77	7
HK Lac	K0III(4700 K)	>950 K	<0.80	2
λ And	G8III-IV(5000 K)	800 K	0.84	8

**Πίνακας 1.** Θερμοκρασίες αστέρων και κηλίδων.

- [1. Allen 1973, 2. Vogt 1981, 3. Dorren et.al. 1981,]  
 [4. Antonopoulou, Williams 1980, 5. Ramsey, Nations]  
 [1980, 6. Eaton, Hall 1979, 7. Guinan et.al. 1982,]  
 [8. Bopp, Noah 1980]

δυνατόν να υπάρχει για μεγάλα χρονικά διαστήματα. Οι Boyd et.al. (1983) δίνουν ζωή μισού αιώνα για τις σκοτεινές περιοχές του λ And.

Δεν στάθηκε μέχρι σήμερα δυνατή η **σύνδεση κηλίδων με μαγνητικά πεδία**, αν και υπάρχουν έμμεσες ενδείξεις ύπαρξης μαγνητικών πεδίων όσο και άμεσες, ότι η κατανομή τους είναι ίδια με αυτή των μαγνητικών πεδίων. Οι παρατηρούμενες ραδιοεκλάμψεις είναι κυκλικά πολωμένες μέχρι 30%, ένδειξη ότι η ακτινοβολία είναι σύγχροτρον ή ότι διαπέρασε περιοχές με μαγνητικά πεδία. Πάντως είναι δύσκολη η ανίχνευση μαγνητικών πεδίων, γιατί μπορεί στην περιοχή των κηλίδων να έχουμε πεδία kG, ενώ η ολοκληρωμένη ένταση είναι της τάξης των G. Οι Giampata et.al. (1983) μέτρησαν την ένταση του πεδίου στον λ And και βρήκαν ένα πεδίο  $1290 \pm 320$  G το οποίο κάλυπται την μισή επιφάνεια του. Άλλες προσπάθειες για την ανίχνευση αυτού του πεδίου απέτυχαν. Ακόμη ο Vogt (1981) αναφέρει κάτι που δεν έχει επαναληφθεί την ανίχνευση πεδίου -515 G σε μια κηλίδα του II Peg. Πάντως τέτοιες μετρήσεις πρέπει να γίνουν όσο είναι δυνατόν και σε άλλα συστήματα.



Στα πλαίσια του μοντέλου των κηλίδων αναμένουμε **κύκλους κηλίδων**

(όπως ο ενδεκαετής του ήλιου).

Μία ένδειξη για τέτοιους κύκλους μπορεί να δώσει η προσεκτική μελέτη της μεταβολής του πλάτους του κύματος, ή η μελέτη της μέσης φωτεινότητας με τον χρόνο. Μια τρίτη δυνατότητα μας δίνει η μελέτη της διεύθυνσης μετατόπισης του κύματος σε σχέση με την τροχιακή φάση. Όπως θα δούμε αμέσως παρακάτω, η κίνηση από μεγάλα πλάτη (αρχή του κύκλου) προς μικρότερα (τέλος του κύκλου) έχει σαν αποτέλεσμα την αλλαγή στην ταχύτητα μετατόπισης του κύματος πάνω στην καμπύλη φωτός. Η μεταβολή του πλάτους του κύματος μπορεί να προκληθεί από τέσσερις αλλαγές:

- α) μεταβολή στην έκταση των κηλίδων
- β) ομοιόμορφη κατανομή των κηλίδων κατά μήκος
- γ) σχηματισμός αρκετών κηλίδων σε περιοχές μικρής συγκέντρωσης, ώστε να καταστρέφεται η κατά μήκος εξάρτηση.
- δ) μεταβολές στην θερμοκρασία των κηλίδων (Bartolini et.al. 1983).

Η πρώτη θεώρηση θα προκαλούσε μια άνοδο στη μέση φωτεινότητα του συστήματος, στο ελάχιστο του κύματος. Στην δεύτερη περίπτωση δεν προκαλείται καμιά αλλαγή στη μέση φωτεινότητα, ενώ η τρίτη επιφέρει μείωση της μέσης φωτεινότητας (Eaton, Hall 1979 και Hall 1981). Παράδειγμα για την δεύτερη υπόθεση είναι ο V711 Tau για το χρονικό διάστημα 1978-1981. Από το γεγονός ότι η μέση φωτεινότητα στο διάστημα αυτό παρέμεινε σταθερή, οι Bartolini et.al. (1982) συμπέραναν ότι η μεταβολή στο κύμα προήλθε από την απομάκρυνση των κηλίδων.

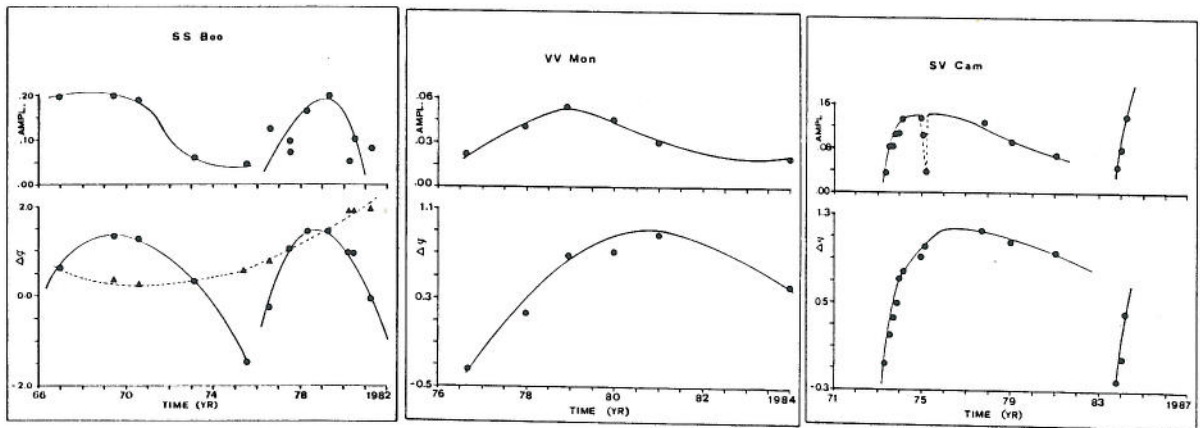
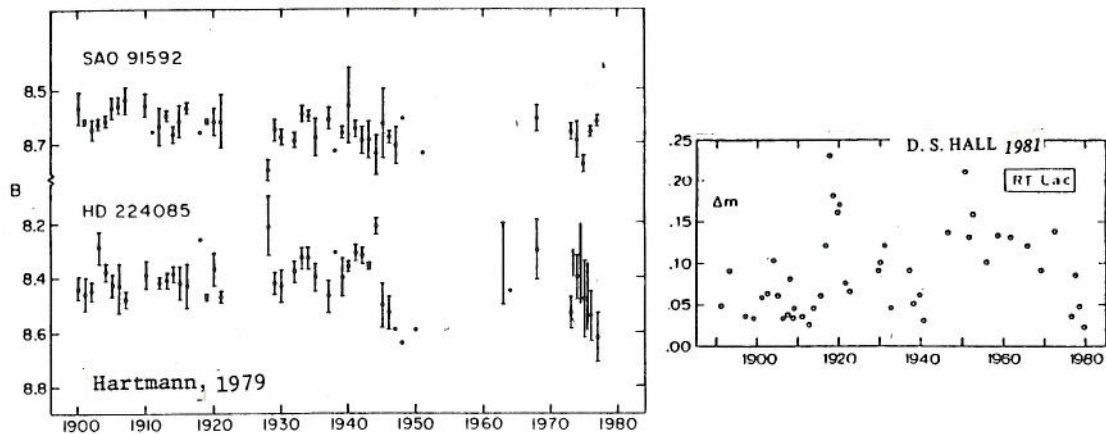
Σαν τέτοιους κύκλους μπορούμε να ερμηνεύσουμε τις περιοδικές μεταβολές που παρατηρούμε στους αστέρες αυτής της κατηγορίας (σχήμα 9).

Παρά τις δυσκολίες που εμφανίζονται, προέκυψαν διάφορες τιμές για τις περιόδους των κύκλων δραστηριότητας σε αρκετούς RS CVn. Η τιμή αυτή εξαρτάται από τη μέθοδο προσδιορισμού των περιόδων. Ο πίνακας II δίνει τέτοιες τιμές και προέρχεται από τους Catalano (1983), Baliunas, Vaughan (1985) και άλλες πηγές.

Για να έχουμε μια ακριβή τιμή της περιόδου δραστηριότητας θα πρέπει να γίνουν μακροχρόνιες παρατηρήσεις.

Παρόμοιες περιόδους έχουμε και για τους αστέρες BY Dra, για παράδειγμα ο BY Dra παρουσιάζει μεταβολές στη μέση φωτεινότητα με περίοδο 50-60 έτη.

Μια παράξενη συμπεριφορά έδειξε ο II Peg (σχήμα 9). Μέχρι το 1940 δεν έδειχνε καμιά μεταβολή στην φωτεινότητα του. "Ξαφνικά" άρχισε να παρουσιάζει μεταβολές μέχρι 0.3 στο B (Hartmann et.al. 1979). Μήπως είχαμε εδώ ένα ελάχιστο όμοιο με αυτό που έχει



Σχήμα 9. Η μεταβολή της μέσης φωτεινότητας και του μεγέθους του κύματος σε μερικούς RS CVn. Σε τρία συστήματα φαίνεται η σχέση μεγέθους και μετατόπισης του κύματος.

παρατηρηθεί και στον ήλιο (ελάχιστο Maunder); Ο Rodono (1981) έδειξε μια αντίστροφη σχέση μεταξύ της τροχιακής περιόδου (περίοδος περιστροφής του ενεργού αστέρα) και της διάρκειας του κύκλου δραστηριότητας. Αυτή τη θέση υποστηρίζουν οι Busso και Scaltriti (1986) καθώς και ο Vogt (1983).

Σύστημα	Τροχιακή περίοδος (d)	Μέθοδος			Αναφ.
		Μέση φωτεινότητα (γ)	Εύρος κύματος (γ)	Μετατόπιση κύματος (γ)	
λ And	54	6			6
RT And	0.63		11	22	4
UX Ari	6.44		8	16	5
CQ Aur	10.62			3	1
SS Boo	7.61		12	20	5
SV Cam	0.59		10	10	2
AY Cet	57.1		>8	>8	3
RU Cnc	10.17			8	1
WY Cnc	0.83	10		3	8,3
RS CVn	4.78		4.5	100	5
VV Mon	6.05		>7	>7	2
RT Lac	5.07		30-35	35-40	9
AR Lac	1.98			30	5
HK Lac	24.43			22	5
II Peg	6.73	40	>8		10,11
SZ Psc	3.96				1
XY UMa	0.48	25		4.6	12
HR 1099	2.84			5	5

Πίνακας II. Μερικές περιόδοι δραστηριότητας.

[1. Blanco et.al. 1983, 2. Busso et.al. 1985, 3.]  
 [Busso et.al. 1986, 4. Milano et.al. 1981, 5.]  
 [Blanco et.al. 1982, 6. Dorren, Guinan 1984, 7.]  
 [Sarma 1976, 8. Hall 1981, 9. Hartmann et.al.]  
 [1979, 10. Rodono et.al. 1982, 11. Geyer 1980]

Ας δούμε τώρα τη  
**μετατόπιση του κύματος**

και τα συμπεράσματα που μπορούμε να βγάλουμε από αυτήν. Στα συστήματα των RS CVn (με μερικές εξαιρέσεις π.χ. λ And) έχουμε σύγχρονη περιστροφή, η τροχιακή περίοδος, που παίρνουμε από τα φασματά και η περίοδος του κύματος, που προκαλεί ο ένας αστέρας, δεν διαφέρουν σημαντικά, τυπική διαφορά 1%<sup>(1)</sup>. Παρατηρούμε ότι η σύγχρονη

<sup>(1)</sup> Ο χρόνος που απαιτείται για να επαίλθει αυτός ο συγχρονισμός είναι (Zahn 1977)

$$t_{\text{συγχρ}} = 10^4 [(1+q)/2q]^{2P^4} \text{ (έτη)}$$

(q είναι ο λόγος των μαζών και P η περίοδος σε ημέρες). Αν θεωρήσουμε σαν πλίκια των RS CVn την τιμή  $1.6 \cdot 10^9$  έτη τότε (q=1) βλέπουμε ότι θα έχουμε συγχρονισμό για  $P < 20$  ημέρες. Αυτή η περίοδος θα μπορούσε να είναι ένα φυσικό άνω όριο στον ορισμό του Hall αντί της τιμής των 14 ημερών (Linsky 1984).

περιστροφή δεν συμβαδίζει με την κυκλική τροχιά μικρής περιόδου, BM Dra και λ And.

Αυτός ο συγχρονισμός όμως δεν έχει περιορίσει όλη την επιφάνεια του αστέρα να κινείται σύγχρονα, έτσι υπάρχει ένα υπόλοιπο της φυσικής τάσης για διαφορεική περιστροφή. Περιοχές κοντά στον ισημερινό κινούνται ελαφρώς ταχύτερα από σύγχρονα, ενώ κοντά στον πόλο με λίγο μικρότερη ταχύτητα. Κάπου ενδιάμεσα πόλου και ισημερινού θα υπάρχει ένα πλάτος που θα κινείται σύγχρονα, το συμπεριλαμβανόμενο πλάτος (corotating latitude).

O Hall (1972) που εισήγαγε την έννοια δίνει μια τιμή  $30^\circ$ . Οι Busso et.al. (1984, 1985, 1986), κάνοντας χρήση της διεύθυνσης μετατόπισης του κύματος και ενός απλού μοντέλου, δίνουν τιμές του συμπεριλαμβανόμενου πλάτους για μερικούς αστέρες (πίνακας III). Το μοντέλο τους προέρχεται από την συμπεριφορά των ηλιακών κελύδων. Ακόμη βρήκαν μια γενική σχέση μεταξύ θέσης του ελαχίστου και του εύρους του κύματος, με την έννοια ότι έχουμε μεγάλο κύμα, όταν η ενεργός περιοχή είναι κοντά στο συμπεριλαμβανόμενο πλάτος και μικρό όταν αυτή βρίσκεται στην περιοχή του ισημερινού.

Σύστημα	Τιμή του συνπερ/νου πλάτους	Με αυτή την παρατήρηση ερμηνεύονται και οι μεταβολές στην ταχύτητα και στη φορά μετατόπισης.
SV Cam	$10^\circ$	Όταν οι κελύδες βρίσκονται κοντά στον πόλο πάνω από το συμπεριλαμβανόμενο πλάτος, θα κινούνται με μικρότερη ταχύτητα από την σύγχρονη, με αποτέλεσμα να έχουμε ορθή μετατόπιση του κύματος. Αντίθετα, όταν οι κελύδες κινούμενες περάσουν το συμπεριλαμβανόμενο πλάτος, θα έχουν ταχύτητα μεγαλύτερη από την σύγχρονη και τότε το κύμα θα κινείται προς μικρότερες φάσεις (ανάδρομη μετατόπιση).
VV Mon	$22^\circ$	
SS Boo	$33^\circ$	
RU Cnc	$23^\circ$	
CG Aur	$46^\circ$	
UV Psc	$12^\circ$	
UX Ari	$16^\circ-19^\circ$	

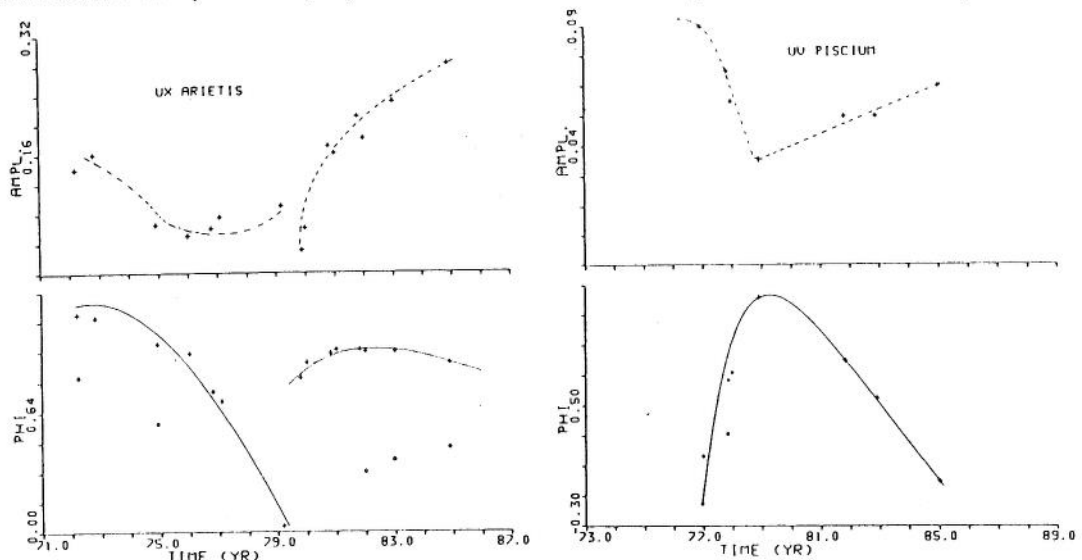
**Πίνακας III.** Μερικές τιμές για το συμπεριλαμβανόμενο πλάτος (Busso et.al. 1984, 1985, 1986).

Αυτό που παρατηρούμε γενικά είναι η ανάδρομη μετατόπιση, δηλαδή, οι κελύδες βρίσκονται κοντά στον ισημερινό. Όπως αναφέρει ο Catalano (1983) από τα 30 συστήματα που έχουμε τέτοιου είδους πληροφορίες τα έξι έχουν ορθή, τα δεκαέξι ανάδρομη, ενώ τα οκτώ μεταβλητή φορά μετατόπισης. Οι αριθμοί αυτοί θα μπορούσαν να ερμηνευθούν και από διαφορετικούς χρόνους ζωής των δυο διευθύνσεων. Τα συστήματα στα οποία έχει παρατηρηθεί αλλαγή στην φορά μετατόπισης είναι τα: SS Boo (Hall, Henry 1978, Busso et. al. 1985), CG Cyg (Hall 1981), HR 1099 (Hall 1981, Vogt 1983), UX Ari (Busso et. al.

1986), SV Cam (Busso et. al. 1985), RU Cnc (Busso et. al. 1984) και AR Lac (Vogt 1983).

Συχνά βλέπουμε ασυνέχειες στην κίνηση του κύματος ή αιφνίδιες επιταχύνσεις. Αυτές μπορούν να ερμηνευθούν με τη δημιουργία νέων κηλίδων και καταστροφή παλαιότερων σε σύντομο χρονικό διάστημα (~πέντε περιόδους). Αυτό το γεγονός φυσικά δυσκολεύει την απεικόνιση των κηλίδων στα διάφορα μοντέλα.

Θα πρέπει να δοθεί προσοχή σε ποιά σημείο μετράμε τη μετατόπιση, στο μέγιστο ή στο ελάχιστο του κύματος.



Σχήμα 10. Η μεταβολή της θέσης του κύματος σε μερικούς RS CVn (Busso et. al. 1986)

Γιατί οι ταχύτητες μπορεί να είναι διαφορετικές, όπως στον II Peg (Rodono et. al. 1983) και HK Lac (Percy και Welch 1982).

Βλέπουμε ότι η μεταβολή στην ταχύτητα μετατόπισης του κύματος πάνω στην καμπύλη φωτός είναι ένα μέτρο της διαφορικής περιστροφής του αστέρα.

Όπως έδειξε ο Rodono (1986):

- α) στους ενεργούς διπλούς αστέρες η διαφορική περιστροφή εμφανίζεται πολύ χαμηλότερη (0.001-0.01) από ότι στον ήλιο (0.1).
- β) εμφανίζεται μια γενική τάση μείωσης της διαφορικής περιστροφής προς μεταγενέστερου τύπου συστήματα.
- γ) στην σχέση  $\Delta\Omega/\Omega \sim R^\alpha$  ότι  $\alpha < 0$  σε αντίθεση με το μοντέλο του Parker που απαιτεί  $\alpha = 1$ .

Οι παρατηρούμενες διαφορές θα προέρχονται από την διπλή φύση των αστέρων αυτών.

Ακόμη, από την κατανομή των κηλίδων που δίνουν τα μοντέλα σε διάφορες χρονικές στιγμές, μπορούμε να πάρουμε πληροφορίες για την διαφορική περιστροφή. Έτσι

οι Rodono et.al. (1986) έδειξαν ότι στον δραστήριο V711 Ταυ έχουμε χαμηλή τιμή διαφορικής περιστροφής ( $\sim 2 \cdot 10^{-12}$  rad/sec/deg).

Ας δούμε τώρα τις

**μεταβολές της τροχιακής περιόδου**

και πώς αυτές θα μπορούσαν να εξηγηθούν.

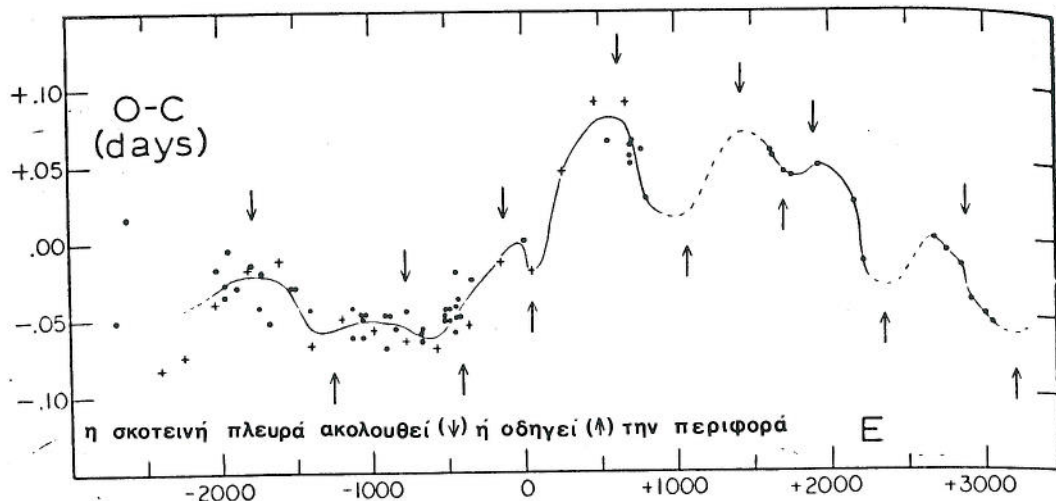
Είναι γνωστό ότι οι RS CVn παρουσιάζουν ακανόνιστες μεταβολές στην περίοδο τους με σχετική μεταβολή  $\Delta P/P \sim 10^{-4} - 10^{-3}$  (Hall et.al. 1980).

Εμφανίζονται μεταβολές δυο ειδών μικρής και μεγάλης κλίμακας. Οι μεγάλης κλίμακας μεταβολές προκαλούν μείωση της περιόδου, ενώ οι μικρής κλίμακας είναι τυχαίες και ίσως να προκαλούνται από σφάλματα μέτρησης, ώστε να αμφισβητείται η ύπαρξη τους.

Οι μεταβολές, επειδή δεν είναι αυστηρά περιοδικές, δεν ερμηνεύονται σαν κίνηση των αψίδων, ή περιστροφή γύρω από τρίτο σώμα.

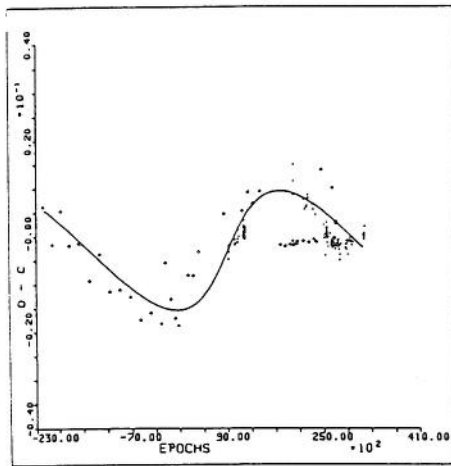
Αν και έχουν γίνει προσπάθειες με την εισαγωγή ενός τρίτου σώματος (Cellino et.al. 1986 για τον SV Cam και Burgen 1986 για SV Cam ( $m_3=1 M_\odot$ ,  $i=30^\circ$ ) και V711 Ταυ ( $m_3=(0.03/\sin i)M_\odot$ ,  $a=10$  AU)), η επιτυχία αυτού του μοντέλου είναι πολύ μικρή.

Οι μεταβολές αυτές φαίνονται τυχαίες. Αν όμως πιστέψουμε τον Hall (1972), τότε αυτές είναι συνέπεια λίγο πολύ σταθερής απώλειας μάζας από την ενεργή (σκοτεινή) πλευρά του ψυχρού αστέρα. Κατέληξε στο συμπέρασμα, αυτό δείχνοντας ότι έχουμε αύξηση της περιόδου όταν σε σχέση με την περιφορά, η σκοτεινή πλευρά ακολουθεί ( $\psi$ ) ή οδηγεί ( $\Delta$ ) την περιφορά.



**Σχήμα 11.** Η ερμηνεία του Hall (1972) για τις μεταβολές στην περίοδο του RS CVn.

Ενώ έχουμε μείωση της περιόδου, όταν η ενεργός περιοχή βρίσκεται στην οδγιά πλευρά του αστέρα (σχήμα 11). Παρατηρούμε ότι οι μεταβολές ωφείλονται στην ασύμμετρη ως προς το μήκος κατανομή των ενεργών περιοχών. Οι προηγούμενοι ερευνητές δεν μπορούσαν να καταλήξουν σε αυτό το συμπέρασμα, γιατί σύμφωνα με τον Hall αγνοούσαν την λεπτή υφή της καμπύλης O-C.



Σχήμα 12. Οι μεταβολές περιόδου στον SV Cam (Cellino 1986).

Το ποσό αυτό θα μπορούσε να μειωθεί, αν θεωρήσουμε ότι η μάζα συμπεριστρέφεται με τον αστέρα μέχρι την ακτίνα Alfén (Hall, Kreiner 1980, De Campli, Baliunas 1979). Τότε απαιτούνται πεδία ενός kG και απώλεια μάζας  $10^{-9} M_{\odot}/yr$ .

Αντίθετη γνώμη έχουν οι Catalano και Rodono (1974), αν και θεωρούν υπεύθυνη απώλεια μάζας από την σκοτεινή πλευρά, υποστηρίζουν ότι ο προσδιορισμός του πρωτεύοντος ελαχίστου έχει αρκετή αβεβαιότητα και έτσι δεν μπορούμε να θεωρήσουμε την λεπτή υφή του διαγράμματος O-C.

Κάποιες φορές για την απώλεια μάζας υπεύθυνη θεωρήθηκε η φωτεινή πλευρά (Arnold, Hall 1973).

Ένα ακόμη παράδειγμα μεταβολών της περιόδου δίνεται για τον SV Cam στο σχήμα 12.

Υπάρχουν ενδείξεις για απώλεια μάζας στους RS CVn από ασυμμετρίες στις γραμμές εκπομπής, όπως στις CaII και MgII στον λ And (Baliunas, Dupree 1982) και στον UX Ari (Simon et.al. 1980) ή στην Ηα στον RT Lac που είναι ένα ημιαποχωρισμένο σύστημα (Huenenmorder et.al. 1986).

Οι υψηλές τιμές απώλειας μάζας που υπέθεσε ο Hall δεν συμφωνούν με τις παρατηρήσεις μαλακών ακτίνων X, οι οποίες θα απορροφάταν από το υλικό αυτό (De Camplis, Baliunas 1979). Με τις παρατηρήσεις ακτίνων X συμφωνούν απώλειες της τάξης των  $10^{-9}-10^{-11}$  (Weiler et.al. 1978).

Επίσης έχει παρατηρηθεί μία ταπείνωση ( $\approx 0.05$ ) στην καμπύλη φωτός των AR Lac και RT Lac ακριβώς πριν την πρώτη επαφή. Αυτό θα μπορούσε να ερμηνευθεί σαν ένα

περίβλημα αερίου γύρω από τον ψυχρό αστέρα ο οποίος πιθανόν να γεμίζει τον λοβό του.

Σε αυτό το σημείο θα ήταν ευπρόσδεκτη μια λεπτομερή ανάλυση για την ύπαρξη σχέσης μεταξύ των αποκλίσεων της περιόδου και των παραμέτρων δραστηριότητας των RS CVn (Catalano 1983).

Το θέμα είναι ακόμη ανοιχτό.

Μια άλλη υπόθεση έχουν κάνει οι van Buren και Young (1986) για να ερμηνεύσουν τις μεταβολές στην περίοδο των RS CVn. Υπεύθυνες θεωρούν τις ισχυρές μεταβολές των μαγνητικών πεδίων (κατά τους κύκλους των κηλίδων). Αυτές οι αλλαγές μεταβάλλουν την κατανομή ύλης στη ζώνη μεταφοράς πολύ λίγο (1 εκατομμυριοστό), αρκετά όμως να δώσουν τις μικρομεταβολές που είναι αυτής της τάξης μεγέθους.

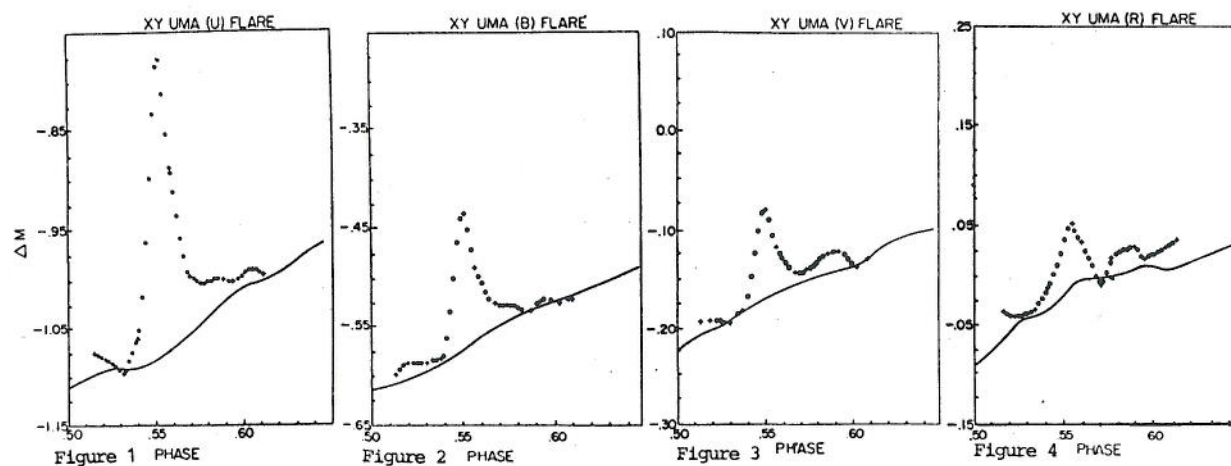
Κάτι που διακρίνει τους RS CVn είναι η γενική έλλειψη εκλάμψεων στο οπτικό,

ενώ έχουν παρατηρηθεί και μελετηθεί εκλάμψεις στις άλλες περιοχές του φάσματος. Οι αναφορές σε εκλάμψεις είναι πολύ λίγες.

α) Οι Guinan et.al. (1979) αναφέρουν εκλάμψεις στον V711 Ταυ τις οποίες όμως δεν παρατήρησαν οι Bartolini et.al. (1982) την ίδια νύχτα.

β) Στο μικρής περιόδου σύστημα XY UMa οι Zeilik, Elston, Henson (1982) παρατήρησαν έκλαμψη η οποία μάλλον εμφανίστηκε στην σκοτεινή πλευρά του ενεργού αστέρα (31 Ιαν. 1982) (σχήμα 13).

γ) Ο Patkos (1981) αναφέρει τρεις εκλάμψεις στον SV Cam, οι οποίες εμφανίστηκαν στη σκοτεινή πλευρά του αστέρα (8 Δεκ. 1980). Όπως και ο XY UMa έτσι και ο SV Cam είναι μικρής περιόδου.



Σχήμα 13. Έκλαμψη στον XY UMa (Zeilik, Elston, Henson 1986).



δ) Στον V711 Tau οι Landis et.al. (1978) παρατήρησαν αύξηση στο V κατά 0.15 μεγέθη (3 Οκτ. 1976).

ε) Στις 3 Οκτ. 1977 οι Bartolini et.al. (1978) παρατήρησαν μια μείωση κατά 0.4 μεγέθη στον V711 Tau στις u, b, v, γ και I.

Οι εκλάμψεις είναι διάρκειας ωρών και ημερών ενώ στον ήλιο έχουν διάρκεια λίγα λεπτά.

Οι Zeilik et.al. (1983) συγκρίνοντας την έκλαμψη με αυτή των αστέρων εκλάμψεων την βρήκε πιο ενεργητική και πιο ερυθρή ( $6 \cdot 10^{34}$  erg/sec στο B σε σχέση με τα  $10^{33}$  erg/sec στον BY Dra και U-B περίπου -0.66 σε σχέση με το -1 στους αστέρες εκλάμψεων).

Τα προβλήματα είναι πολλά λόγω του μικρού αριθμού γεγονότων.

Συμπεριφορά εκλάμψεων αναφέρει και ο Srivastava (1983, 1985) στον AR Lac κατά την διάρκεια των εκλείψεων. Οι εκλάμψεις αυτές έχουν γενικά μικρό μέγεθος ( $m_{max}$  στο B 0<sup>m</sup>.075). Θα μπορούσαν να δημιουργηθούν από την εμφάνιση φωτεινών ή σκοτεινών περιοχών στο χείλος του αστρικού δίσκου κατά την περιστροφή του (βλέπε παρακάτω). Έτσι υπάρχει μια αβεβαιότητα στο αν πρόκειται για πραγματικές εκλάμψεις.

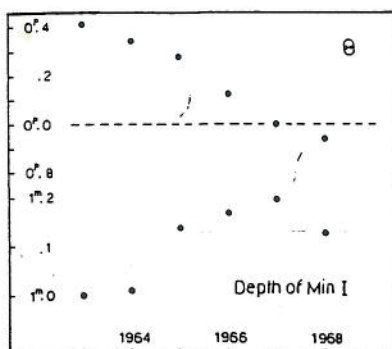
**Η κάλυψη της επιφάνειας με κηλίδες είναι σημαντική' όμως τί γίνεται τότε με την ενέργεια που παρεμποδίζεται να διαφύγει;**

Δύσκολη ερώτηση που δεν έχει ακόμη απαντηθεί. Κάποιο ποσοστό θα διαφεύγει από την γύρω περιοχή της κηλίδας, όπως στην περίπτωση του ήλιου. Μια διέξοδος είναι να μελετήσουμε τη μέση φωτεινότητα κατά τη διάρκεια του κύκλου των κηλίδων. Όπως ο Hall (1977) μελέτησε για τον UX Ari. Υπάρχει εδώ ένα μεγάλο πρόβλημα (όπως σε όλες τις παρατηρήσεις ακριβείας)' διαφορετικοί παρατηρητές χρησιμοποιούν διαφορετικούς αστέρες σύγκρισης για τον ίδιο αστέρα RS CVn που μελετούν.

Οι Catalano και Rodono είχαν παρατηρήσει μια μεταβολή στη θέση του ρηχού δευτερεύοντος. Επίσης το βάθος του πρωτεύοντος ήταν συνδεδεμένο με την θέση του ελαχίστου του κύματος. Αυτές

**οι πρώτες παρατηρήσεις ερμηνεύονται αβίαστα με το μοντέλο των κηλίδων.**

Η μεταβολή στη θέση του δευτερεύοντος εξηγείται ως εξής. Όταν κατά τους τετραγωνισμούς η σκοτεινή πλευρά βρίσκεται προς την πλευρά της γης, τότε το ελάχιστο εμφανίζεται λίγο πριν την αντίθεση. Το ρηχό δευτερεύον που παρατηρούμε εξηγείται εύκολα, αν σκεφθούμε ότι ο θερμός αστέρας καλύπτει λιγότερο φωτεινές περιοχές από την γύρω φωτόσφαιρα. Στο σχήμα 14 βλέπουμε τη σχέση θέση κύματος με βάθος ελαχίστου, η οποία ερμηνεύεται



Σχήμα 14. Η μεταβολή της θέσης του ελαχίστου και του βάθους του πρωτεύοντος (Catalano, Rodono 1969).

εύκολα. Όταν το σκοτεινό ημισφαίριο του ενεργού μέλους αντικρύζει τη γη, το πρωτεύον είναι ασυνήθιστα βαθύ. Αντίθετα όταν η φωτεινή πλευρά δεν αντικρύζει τη γη, τότε αυτό είναι ασυνήθιστα ρηχό. Παρόμοιες μεταβολές έχουν παρατηρηθεί και σε άλλους RS CVn όπως στον AR Lac (Kurutac et.al. 1981) και RT And (Zeilik et.al. 1982).

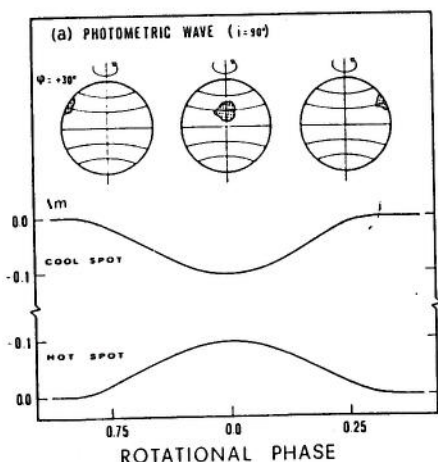
Σε αυτή την παράγραφο θα δούμε ένα σενάριο για την εξέλιξη των κελίδων στον HR 1099 (Vogt, Penrod 1983).

Μέσα σε διάστημα μερικών μηνών αυξάνεται το πλάτος του κύματος. Η αύξηση αυτή συνοδεύεται από έντονη ραδιοφωνική εκπομπή και εκλάμπεις μεγάλης δραστηριότητας στο οπτικό. Όλα αυτά είναι ενδείξεις δημιουργίας σχηματισμού δραστηριότητας στην περιοχή του ισημερινού, γιατί οι καμπύλες φωτός προσεγγίζονται με μοντέλα ισημερινών κελίδων. Ο σχηματισμός αυτός κινείται προς τον πόλο με μια ταχύτητα περίπου 30 km/sec. Το αποτέλεσμα είναι μια ήρεμη παραπόλια κελίδα. Αυτές οι κελίδες θυμίζουν τις οπές του στέμματος που παρατηρούμε στον ήλιο. Μόνο που εδώ λόγω του ισχυρότερου μαγνητικού πεδίου, η επίδραση των ανοιχτών μαγνητικών γραμμών φθάνει μέχρι περιοχές σημαντικής πυκνότητας (φωτόσφαιρα). Αν η αναλογία μεταξύ οπών και παραπόλιων κελίδων είναι ορθή, τότε αναμένουμε μια όχι και τόσο στενή σχέση μεταξύ φωτομετρικής συμπεριφοράς και των άλλων πλευρών της δραστηριότητας (ακτίνες X, εκπομπή H $\alpha$ , εκλάμπεις, κ.τ.λ.), οι οποίες θα συνδέονται με την δημιουργία των κελίδων κοντά στον ισημερινό. Η φωτομετρική συμπεριφορά καθορίζεται τελικά από την ήρεμη παραπόλια κελίδα.

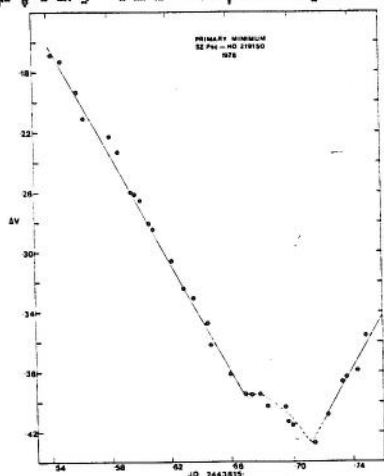
Στην παράγραφο αυτή θα αναφερθούμε περιληπτικά στους τρόπους ανίχνευσης της θέσης των ενεργών περιοχών.

Σε προηγούμενη παράγραφο είδαμε έναν τρόπο ανίχνευσης των ανομοιογενειών στην επιφάνεια των αστέρων, το φωτομετρικό κύμα, το οποίο στους εκλειπτικούς βρίσκεται πάνω στην καμπύλη φωτός. Στο σχήμα 15 δίνεται η καμπύλη φωτός ενός αστερά με σκοτεινή ή φωτεινή κελίδα. Μια κελίδα δεν παρουσιάζει όμως αλλοιώσεις μόνο στην καμπύλη φωτός, αλλά και στην τομή των γραμμών εκπομπής και

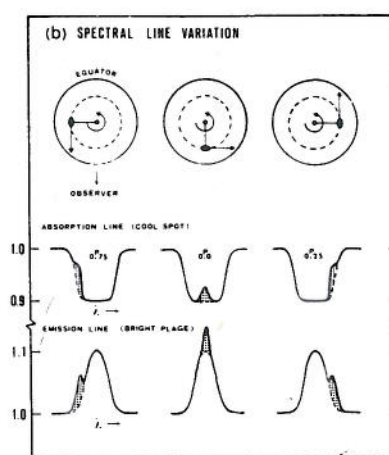
απορρόφησης (σχήμα 16). Σε αυτή την απόκλιση στηρίζεται μια τεχνική απεικόνισης, η απεικόνιση Doppler (Doppler Imaging). Μια τεχνική που μπορεί να εφαρμοστεί σε συστήματα που παρουσιάζουν εκλείψεις αναφέρεται στην λεπτομερή μελέτη του δευτερεύοντος ελαχίστου, όταν ο ανενεργός θερμότερος αστέρας καλύπτει διαδοχικά τμήματα του ψυχρού ενεργού αστέρα. Την ίδια ευκαιρία έχουμε και κατά τη διάρκεια του πρωτεύοντος ελαχίστου, όταν είναι ορατός μόνο ο ψυχρός αστέρας. Σε αυτή την περίπτωση κάθε ανομοιογένεια που θα γίνεται ορατή, θα προκαλεί μικρά βυθίσματα ή ανεβάσματα στη φωτεινότητα του αστέρα. Πάντως και εδώ έχουμε πολύ μικρές μεταβολές (Catalano, Rodono 1967, Haslag 1976, Milone et.al.1979, Catalano et.al. 1980). Αυτή τη μέθοδο εφάρμοσε ο Jakate (1980) για να δείξει την ύπαρξη ανομοιογενιών στον SZ Psc



Σχήμα 15. Η αρχή δημιουργίας του κύματος.



σχήμα 17. Οι μεταβολές στα ευνοϊκές ελάχιστα του SZ Psc (Jakate 1980).



Σχήμα 16. Οι αποκλίσεις στις φασματικές γραμμές λόγω των ανομοιογενιών.

(σχήμα 17). Όμοια αποτελέσματα μπορούμε να πάρουμε και από τη μεταβολή στην εκπομπή του CaII (και H $\alpha$ ) στις εκλείψεις (Fernandez et.al. 1986). Θα πρέπει να αναφέρουμε και τις πολωμετρικές μετρήσεις, γιατί οι κηλίδες συνοδεύονται από μαγνητικά πεδία. Σε περιπτώσεις που έχουμε μεγάλη κάλυψη με κηλίδες, οι συνθήκες είναι τεχνικές. Θα πρέπει πάντως να τελειοποιηθούν οι τεχνικές.

Σ' αυτήν την παράγραφο θα εξετάσουμε την **εξελικτική θέση των RS CVn**.

Υπάρχουν δύο θεωρίες που προσπαθούν να ερμηνεύσουν τη θέση τους στο διάγραμμα H-R.

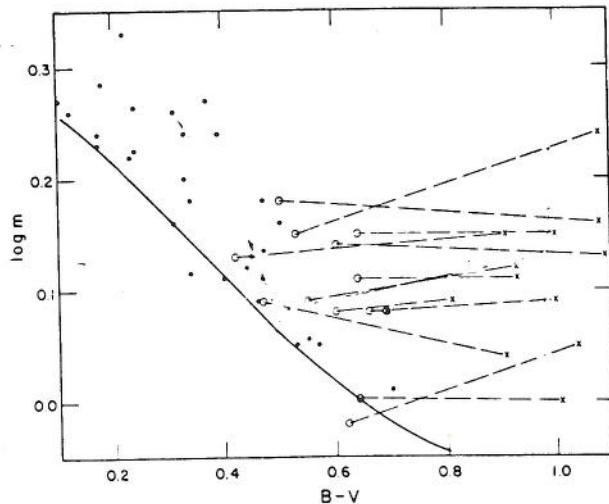
α) Οι RS CVn εξελίσσονται προς την κύρια ακολουθία, είναι δηλαδή νέοι αστέρες.

β) Οι RS CVn εξελίσσονται από την κυρία ακολουθία.

Παρακάτω περιγράφουμε τις δύο περιπτώσεις.

α) Οι RS CVn φαίνεται να έχουν πολλές από τις ιδιότητες των νεαρών αστέρων. Ένα τέτοιο γνώρισμα είναι η απώλεια μάζας (βλέπε αστέρες T-Tauri). Ένα άλλο είναι η εκπομπή CaII που είναι έντονη σε νεαρούς αστέρες, όχι όμως στους τύπου Algol που εξελίσσονται από την κυρία ακολουθία. Σε αυτό τον χώρο κινείται και η ερμηνεία της παρατηρούμενης υπεροχής υπερύθρου. Την θέση αυτή υποστηρίζει ο Hall (1972) χωρίς όμως να την θεωρεί αποδεδειγμένη.

β) Η διαστημική πυκνότητα των RS CVn είναι σημαντική, περίπου  $10^{-4}$  συστήματα ανά  $pc^3$ . Τιμή μεγαλύτερη από αυτή των W UMa. Αυτό έρχεται σε αντίθεση με την υπόθεση της εξέλιξης τους προς την κυρία ακολουθία. Λόγω του μικρού χρόνου παραμονής στην φάση της συστολής αναμένουμε πυκνότητα μικρότερη κατά δύο τάξεις μεγέθους. Την αναμενόμενη τιμή πυκνότητας την παίρνουμε από την σύγκριση με τον αριθμό των διπλών συστημάτων, όμοιας μάζας, τα οποία έχουν μέλη στην κυρία ακολουθία. Ακόμη όμως και η κινηματική ηλικία που γαλαξιακή κατανομή τους (μέση απόσταση από το γαλαξιακό επίπεδο και μέση κάθετη ταχύτητα ως προς αυτό) είναι μεταξύ  $2 \cdot 10^8$  και  $2 \cdot 10^9$  έτη (Montle 1973 και Wielen 1974), και δεν συμφωνούν με την πρώτη υπόθεση. Μέχρι σήμερα δεν έχει βρεθεί κανένα σύστημα RS CVn που να συνδέεται με περιοχές νέων αστέρων π.χ. ανοιχτά σμήνη.



Σχήμα 18. Η θέση των RS CVn στο διάγραμμα H-R (Popper, Ulrich 1977).

Οι Popper και Ulrich (1977) και Morgan και Egleton (1979) συμφωνούν ότι οι περισσότεροι RS CVn είναι συστήματα, τα οποία απομακρύνονται από την κυρία ακολουθία και αποκτούν τα χαρακτηριστικά των RS CVn καθώς εξελίσσονται στο χάσμα του Hertzsprung. Το ένα μέλος έχει εξελιχθεί σε υπογίγαντα χωρίς να γεμίζει τον λοβό του Roche

και έχει περιοριστεί σε σύγχρονη περιστροφή με την σχετικά μικρή περίοδο του συστήματος. Παρακάτω θα δούμε ότι έχει βρεθεί η γραμμή του λιθίου ( $6707 \text{ \AA}$ ) σε αρκετούς RS CVn. Αυτό θα μπορούσε να ήταν μια ισχυρή ένδειξη για τη μικρή ηλικία των συστημάτων αν δεν ήταν η κλίμακα τόσο ευαίσθητη από την μάζα. Μέχρι σήμερα γνωρίζουμε μόνο δύο αστέρες RS CVn οι οποίοι ίσως να ανήκουν σε σμήνος. Είναι ο W 92 που βρίσκεται στην περιοχή του νέου σμήνους NGC 2264 και ο HD 108102 στο σμήνος της Κόμης. Αντίθετα υπάρχουν δύο συστήματα με ορατούς συνοδούς (WW Dra, V711 Tau) οι οποίοι αποδεδειγμένα δεν είναι αστέρες πριν την κυρία ακολουθία.

Σε αυτή την παράγραφο θα ασχοληθούμε με τα **φασματοσκοπικά χαρακτηριστικά των RS CVn**, κυρίως με την εκπομπή CaII H και K και την εκπομπή H $\alpha$ , θα δούμε ότι αυτά συμφωνούν με το μοντέλο των κηλίδων. Ιστορικά οι γραμμές αυτές είναι οι πρώτες που έδειξαν την παρουσία αστρικών χρωμοσφαιρών. Έτσι είναι οι πιο μελετημένες περιοχές του φάσματος της. Στο τέλος της παραγράφου θα περιγράψουμε μια τεχνική αναπαράστασης των ανομοιογενιών με τη μελέτη των φασματικών γραμμών. Ένα σημαντικό σημείο στη μελέτη των γραμμών εκπομπής είναι ότι το πλάτος τους ανταποκρίνεται κατά προσέγγιση σε μια περιστρεφόμενη ατμόσφαιρα σύγχρονα με την τροχιακή περίοδο. (Popper 1979, Oliver 1974). Πολλές φορές φαίνεται να υπάρχει διεύρυνση πέρα από αυτή που προκαλεί η περιστροφή. Για παράδειγμα στους  $\lambda$  And, V711 Tau, UX Ari και HR 4665 (Bopp, Fekel 1976, Naftilan, Drake 1977, Popper 1978, Bopp et.al. 1979). Η φασματοσκοπία δίνει την ευκαιρία να δούμε την συνεισφορά κάθε μέλους στη συνολική δραστηριότητα του συστήματος. Για παράδειγμα βλέπουμε ότι ο θερμός αστέρας δεν είναι ήρεμος, αλλά η συνεισφορά του είναι όμοια με αυτή του ψυχρού, αν λάβουμε υπόψη τη μικρότερη ακτίνα του (Simon και Linsky για τον UX Ari).

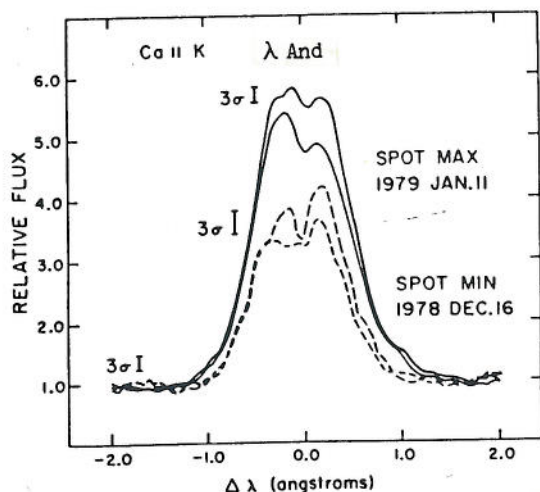
Εξ ορισμού οι RS CVn παρουσιάζουν ισχυρές **γραμμές εκπομπής CaII H και K** (πάνω από 4 της κλίμακας του Wilson). Αυτό αποτελεί ένδειξη έντονης χρωμοσφαιρικής δραστηριότητας: η εκπομπή αυτή είναι τόσο ισχυρή που φθάνει σχεδόν το γύρω συνεχές. Η εκπομπή αυτή αποδίδεται στο ψυχρότερο μέλος και δεν ακολουθεί τον νόμο των Wilson-Barru. Σε μερικά συστήματα η εκπομπή αποδίδεται και στα δυο μέλη, αυτό σύμφωνα με τον Popper (1970) συμβαίνει όταν το θερμότερο μέλος είναι αρκετά ψυχρό. Πολλοί ερευνητές μελέτησαν την συμπεριφορά της εκπομπής H και K με την τροχιακή φάση και έχει βρεθεί ότι η

εκπομπή είναι συγκεντρωμένη στον δίσκο του ψυχρού αστέρα, έτσι ώστε να είναι μερικώς ή ολικώς σκοτισμένη κατά τη διάρκεια του δευτερεύοντος ελαχίστου.

Ο Weiler (1975, 1978) βρήκε πως στα τρία συστήματα UX Ari, RS CVn και Z Her η ένταση των H και K καθώς και η H $\alpha$  φαίνεται να συσχετίζονται με την φάση. Σε δύο περιπτώσεις (UX Ari, RS CVn), όπου υπήρχαν φωτομετρικά δεδομένα, η μέγιστη εκπομπή συνέπιπτε πολύ κοντά σε φάσεις κατά τις οποίες ήταν όρατο το αμυδρό ημισφαίριο. Όμοια αποτελέσματα έχουμε και για άλλους αστέρες στους οποίους θεωρούμε κηλίδες, όπως τον YY Gem (Kodeira, Ichimura 1982).

Άλλοι παρατηρητές όπως οι Borp (1983) και Dorren (1980) δεν μπόρεσαν να βρουν τέτοιες συσχετίσεις. Επίσης οι Nafftilan και Aikmann (1981) δεν μπόρεσαν να βρουν σχέση μεταξύ της εκπομπής CaII και της φάσης ή του κύματος. Η εκπομπή έδειχνε τυχαίες μεταβολές.

Οι Baliunas και Dupree (1982) βρήκαν (σχήμα 18) ότι κατά το μέγιστο των κηλίδων η ροή στην K (αλλά και στις γραμμές της ζώνης μετάβασης π.χ. CII, C IV, SiIV) αυξάνεται μέχρι και δύο φορές. Οι μικρές μεταβολές της



**Σχήμα 18.** Η μεταβολή της γραμμής K με την μεταβολή των κηλίδων (Baliunas, Dupree 1982).

ισχυρή, πλατιά και πολύ μεταβλητή.

Η έρευνα των Borp και Talcott (1978) σε 24 RS CVn έδωσε πέντε συστήματα με εκπομπή. Τρία από αυτά (HK Lac, SZ Psc, HD 86590) είχαν την εκπομπή μόνο 10%-20% του χρόνου παρατήρησης.

Συνήθως οι RS CVn δίνουν την γραμμή H $\alpha$  σε απορρόφηση χωρίς το ισοδύναμο πλάτος να παρουσιάζει διακυμάνσεις, μέσα στα όρια ανίχνευσης, με την φάση (Borp, Talcott

CaII, που παρατηρούνται σε κλίμακα λίγων λεπτών, αποδίδονται σε εκλάμψεις μικρής κλίμακας.

Αλλη ένδειξη χρωμοσφαιρικής δραστηριότητας είναι η γραμμή H $\alpha$ .

Όμως μόνο μερικοί RS CVn παρουσιάζουν την H $\alpha$  σε εκπομπή (HR 1099, UX Ari, II Peg και DM UMa). Αν και αυτά είναι από τα πιο δραστήρια συστήματα υπάρχουν μερικοί RS CVn π.χ. AR Lac με συγκρίσιμη εκπομπή CaII, που δίνουν την H $\alpha$  κατά περιόδους σε απορρόφηση. Σε μερικές περιπτώσεις η H $\alpha$  είναι ισχυρά μεταβλητή όπως π.χ. στον DM UMa, όπου η γραμμή είναι

1978). Οι Smith και Bopp (1982) συγκρίνοντας αυτές τις γραμμές των RS CVn με τις κανονικές της κατάταξης MK, έδειξαν ότι αυτές είναι μερικώς συμπληρωμένες από την δραστηριότητα της χρωμόσφαιρας.

Σε ήρεμη κατάσταση- αν υπάρχουν αναλογίες με την συμπεριφορά του ήλιου- αναμένουμε διαφορά φάσης 180° σε σχέση με τις μεταβολές στο οπτικό. Τέτοιες συσχετίσεις δεν μπόρεσαν να βρεθούν (Fraquelli 1982, Bopp, Talcott 1978, Dorren et.al. 1981). Σε μερικές περιπτώσεις όμως βρέθηκε μια τέτοια σχέση. Στη φασματοσκοπική μελέτη πάνω στον HR 1099 οι Ramsey και Nations (1980) έδειξαν ότι έχουμε αυξημένη εκπομπή, όταν η αμυδρότερη πλευρά του αντικρύζει τον παρατηρητή, όχι όμως διεύρυνση της γραμμής. Την αυξημένη εκπομπή την αποδίδουν σε λαμπρές εκτάσεις που συνοδεύουν τις κηλίδες. Ο Bopp (1981) παρατήρησε μεταβολές του ισοδύναμου πλάτους με την φάση στον SZ Psc. Όμοια είναι τα αποτελέσματα των Gimenez et.al. (1986) για την Ηβ στον σ CrB. Ακόμη ο Eker (1986) βρήκε ότι η Ηα στον σ Gem μεταβάλλεται σε συμφωνία με το μοντέλο των δύο κηλίδων των Fried et.al. (1983).

Αυτά είναι αξιόλογα σημεία για το μοντέλο των κηλίδων και απαιτούν περισσότερη μελέτη.

Η εκπομπή Ηα είναι αυξημένη κατά την διάρκεια των ραδιοεκλάμψεων<sup>1)</sup> αύξηση μέχρι και πέντε φορές του ισοδύναμου πλάτους (Weiler et.al. 1978, Popper 1978, Fraquelli 1978). Η Fraquelli (1987), από παρατηρήσεις ετών, έδειξε ότι υπάρχει καλή συσχέτιση μεταξύ της ροής στην Ηα και του λογαρίθμου της ραδιοροής στον V711 Tau (σε ήρεμη και ενεργή κατάσταση). Επίσης κάνοντας με μερικές απλές υποθέσεις<sup>1)</sup> έναν απλό υπολογισμό του όγκου, που εκπέμπει την γραμμή Ηα (χρωμόσφαιρα), βρίσκει ότι αυτή έχει πάχος 0.06 R<sub>o</sub><sup>2)</sup> τιμή πάνω από πέντε φορές την αντίστοιχη ηλιακή. Το πάχος της χρωμόσφαιρας του θερμού μέλους ήταν 0.02 R<sub>o</sub>.

Πάντως στον HR 5110 δεν βρέθηκε μεταβολή στην ροή της Ηα μετά από μια ραδιοέκλαμψη, αν και η γραμμή είναι μεταβλητή σε ένταση και συχνότητα (Little-Marenin 1985).

Με φασματοσκοπικές συγκρίσεις μπορούμε να βγάλουμε ένα συμπέρασμα για την

**διαφορά θερμοκρασίας μεταξύ των κηλίδων και της φωτόσφαιρας.**

Οι Ramsey και Nations (1980) με φασματοσκοπία στην περιοχή των ταινιών του TiO (~8860 Å) στον HR 1099 βρήκαν, από την διεύρυνση των ταινιών στο ελάχιστο φωτός, μια διαφορά θερμοκρασίας 970 K.

---

<sup>1)</sup>  $n_e(\text{star}) = (3-4)n_e(\text{sun})$  [Simon, Linsky 1980] :  
 $n_e = 3 \cdot 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  [Gebbie, Steinitz 1974] : και  
ακόμη ότι εκπέμπει η μια πλευρά του αστερά.

Ένα πολύ σημαντικό αποτέλεσμα της φασματοσκοπίας είναι η ανίχνευση της γραμμής του Li I (6707.8 Å). Είναι σημαντικό αποτέλεσμα, γιατί η γραμμή αυτή είναι ένας πολύ αξιόλογος δείκτης ηλικίας των αστέρων. Έχει όμως την αδυναμία να εξαρτάται πολύ ισχυρά από την μάζα.<sup>(4)</sup> Ο Rucinski (1977) βρήκε την γραμμή στον II Peg, ενώ ο Strasmeier (1986) στους  $\sigma$  Gem ( $W=31\pm 10$  mÅ), 93 Leo ( $W=74\pm 10$  mÅ) και HR 6469 ( $W=61\pm 15$  mÅ).

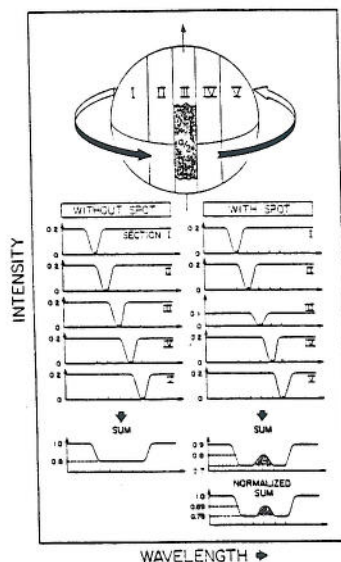
Μεταβολές υπάρχουν και στις γραμμές απορρόφησης, αυτές όμως δεν συσχετίζονται με τις μεταβολές στην καμπύλη φωτός (Oliver 1974.).

Από τις ασυμμετρίες των γραμμών εκπομπής, μπορούμε να ανιχνεύσουμε απώλεια ύλης από την επιφάνεια του ενεργού αστήρα. Αυτό πράγματι ανιχνεύεται συχνά στους RS CVn.

Σ' αυτή την παράγραφο θα συζητήσουμε μια τεχνική απεικόνισης της επιφάνειας ενός ταχέα περιστρεφόμενου αστήρα, δηλαδή θα "δούμε" πώς κατανέμονται οι κηλίδες στην επιφάνεια του, το μέγεθος τους αλλά και το πώς κινούνται με τον χρόνο.

Υπάρχουν ενδείξεις ότι διαταραχές στις γραμμές απορρόφησης του HR 1099 αλλά και άλλων συστημάτων σχετίζονται με την φάση (σχήμα στο τέλος του κεφαλαίου). Οι Vogt και Penrod (1983) ερμήνευσαν αυτές τις διαταραχές σαν μια μονοδιάστατη απεικόνιση της επιφάνειας του αστήρα.

Η αρχή της μεθόδου δίνεται παραστατικά στο σχήμα 19.



Σχήμα 19. Η αρχή της απει- αποκλίσεων στις γραμμές κόνεισης Doppler. απορρόφησης.

Σημειώνουμε εδώ μόνο ότι η εμφάνιση μιας κηλίδας στην επιφάνεια του αστήρα, θα προκαλούσε ένα ανέβασμα σε όλες τις γραμμές απορρόφησης. Καθώς ο αστήρας περιστρέφεται, η εν λόγω περιοχή φαίνεται να μας πλησιάζει και κατόπιν να απομακρύνεται. Βλέπουμε έτσι την απόκλιση να ταξιδεύει μέσα στην γραμμή απορρόφησης. Όμοια ισχύουν και για τις γραμμές εκπομπής και τις ενδεχόμενες λαμπρές περιοχές. Έτσι παίρνουμε την αντιστοιχία- σε μια διάσταση- μεταξύ κηλίδων και

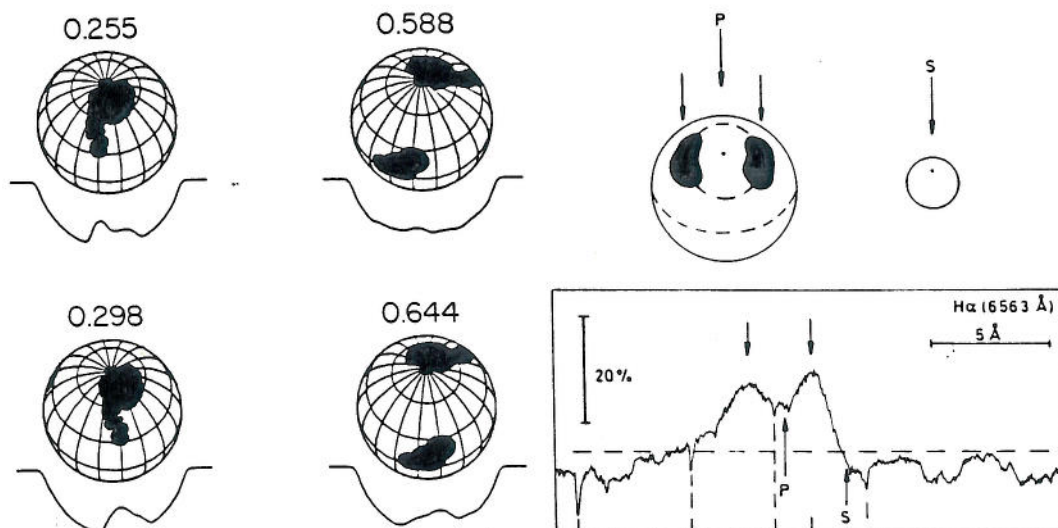
<sup>(4)</sup> Αλλά και την θερμοκρασία, αβεβαιότητα στην θερμοκρασία 100 K προκαλεί αβεβαιότητα 40% στην αφθονία του Li, γιατί το λίθιο είναι ιονισμένο. Επίσης είναι πολύ ισχυρές οι επιδράσεις από γειτονικές γραμμές π.χ. Fe, CN.



Υπάρχουν όμως και περιορισμοί που μπαίνουν εδώ, εκτός από το ότι ο αστέρας πρέπει να είναι φωτεινός για την φασματοσκοπία υψηλής διακριτικής ικανότητας ( $0.1 \text{ \AA}$ ). Τέτοιοι περιορισμοί είναι η ταχεία περιστροφή του αστέρα, έτσι ώστε η διεύρυνση των γραμμών Doppler να κυριαρχεί. Για τους RS CVn και BY Dra τιμές ταχύτητας μεταξύ  $25 \text{ km/sec}$  και  $30 \text{ km/sec}$  είναι ιδανικές. Μεγάλες ταχύτητες περιστροφής προκαλούν ρηχές γραμμές απορρόφησης, έτσι ώστε να απαιτείται μεγάλος λόγος σήματος θορύβου. Η κλίση  $i$  θα πρέπει να είναι διάφορη από  $0^\circ$  και  $90^\circ$ , γιατί για τις  $90^\circ$  έχουμε μεγάλη αβεβαιότητα στην θέση των κήλιδων (δύο δυνατές λύσεις  $(1, L)$  και  $(1, -L)$ ), ενώ για  $0^\circ$  δεν έχουμε διεύρυνση Doppler.

Από τις παρατηρήσεις, δεν μπορούμε γενικά να καθορίσουμε το πρόσημο του πλάτους της ανομοιογένειας. Αυτό πετυχαίνεται με μετρήσεις του κλάσματος της περιόδου που αυτή είναι ορατή. Ιδανική τιμή για την κλίση είναι  $i=45^\circ$  τότε το ένα ημισφαίριο είναι κατά διαστήματα σκόρατο και έτσι μπορούμε να αφαιρέσουμε την επίδραση του.

Μια μοναδική παρατήρηση μας δίνει όπως είδαμε πληροφορίες μονοδιάστατες. Για να πάρουμε την πραγματική μορφή της κατανομής, απαιτούνται και άλλες παρατηρήσεις σε διάφορες φάσεις. Τόσο καλύτερη εικόνα θα έχουμε, όσο καλύτερη κάλυψη φάσεων διαθέτουμε, κάτι που δύσκολα επιτυγχάνεται από ένα όργανο. Έτσι είναι αναγκαία η συνεργασία μεταξύ διαφόρων παρατηρητηρίων για να αποκτηθούν τα αναγκαία 6-10 φάσματα. Φυσικά στο χρονικό



Σχήμα 20.0 HR 1099 όπως τον είδαν οι Vogt και Penrod (1983).

Σχήμα 21.0 HR 1099 όπως τον είδε ο Gondoin (1986).

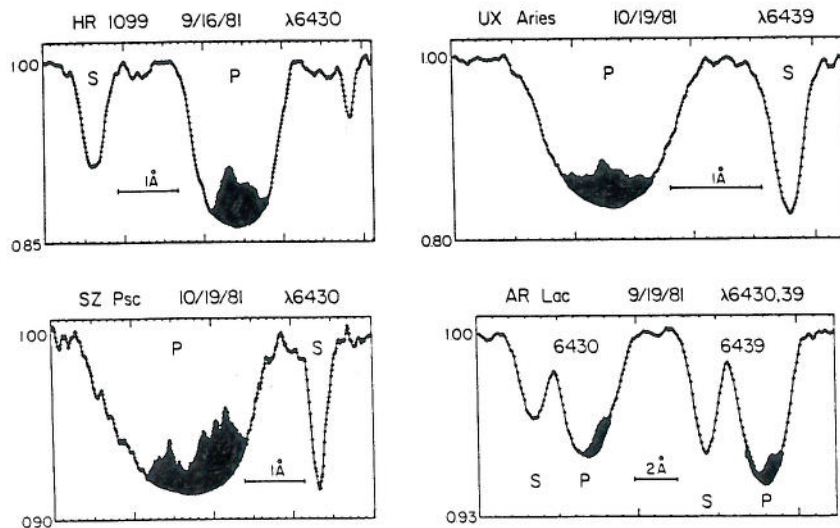
Διάστημα των παρατηρήσεων οι κηλίδες θεωρούνται αμετάβλητες.

Η μεγαλύτερη όμως δυσκολία είναι να βρούμε γραμμές καθαρές από άλλες επιδράσεις. Οι καλύτερες περιοχές για αστέρες G και K είναι κοντά στα 6400 Å (γραμμές FeI, CaI) και η περιοχή CaII.

Προς το παρόν υπάρχουν έξι συστήματα, τα οποία ικανοποιούν τις παραπάνω προϋποθέσεις και είναι τα εξής HR 1099, UX Ari, SZ Psc, AR Lac, HD 199178 και HD 26337. Πάντως η μέθοδος εφαρμόζεται με τον γνωστό τρόπο, δηλαδή παραγωγή θεωρητικών γραμμών από θεωρούμενες κατανομές που προκύπτουν από μια πρώτη σύγκριση των γραμμών. Κατόπιν αλλάζουμε την κατανομή έως ότου έχουμε σύμπτωση με βάση κάποιο κριτήριο. Εδώ καλή είναι η σύγκριση με τις κομπύλες φωτός της εποχής που πάρθηκαν τα φάσματα για συγκριτικούς σκοπούς και για να αποκτήσουμε κάποια πρώτα αποτελέσματα.

Εργαζόμενοι με αυτό τον τρόπο οι Vogt και Penrod (1983) στις γραμμές FeI και CaI, έδωσαν την κατανομή κηλίδων για το σύστημα HR 1099 του σχήματος 20. Το αποτέλεσμα τους θυμίσει τις σπές του στέμματος του ήλιου και σε συνδυασμό με παλιότερες παρατηρήσεις, δίνουν ένα σενάριο για την δημιουργία του σχηματισμού αυτού (βλέπε προηγούμενη παράγραφος).

Από την μελέτη των γραμμών FeI και CaII ο Gondoin (1986) έβγαλε συμπεράσματα όμοια για τον HR 1099, δείχνοντας ότι οι παρατηρούμενες αποκλίσεις ερμηνεύονται, αν δεχθούμε δύο παραπόλιες κηλίδες όπως δείχνεται στο σχήμα 21. Σε συνδυασμό με τις παρατηρήσεις της γραμμής H $\alpha$ , έδωσαν ένα μοντέλο κίνησης ύλης μεταξύ των δύο κηλίδων.



Σχήμα Οι αποκλίσεις στις γραμμές μερικών RS CVn (Vogt και Penrod 1983)

ΚΕΦΑΛΑΙΟ ΔΕΥΤΕΡΟ  
ΟΙ ΑΛΛΕΣ ΠΛΕΥΡΕΣ ΤΟΥ ΦΑΙΝΟΜΕΝΟΥ

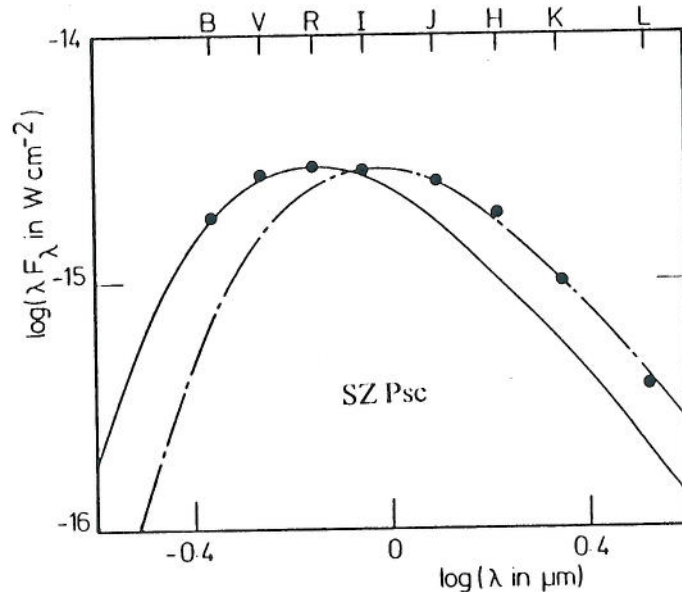
Σ' αυτό το κεφάλαιο θα δούμε διαδοχικά την συμπεριφορά των RS CVn στα υπόλοιπα τμήματα του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος. Οι πληροφορίες που παίρνουμε γενικά συμφωνούν με το μοντέλο των κηλίδων.

#### α) ΤΟ ΥΠΕΡΥΘΡΟ

Οι παρατηρήσεις στο υπέρυθρο γίνονται είτε από το έδαφος (εγγύς υπέρυθρο) είτε από δορυφόρους π.χ. των IRAS (Infrared Astronomical Satellite).

Μια αρκετά κοινή ιδιότητα των RS CVn είναι η υπεροχή χρώματος στο υπέρυθρο. Οι Verna et.al. (1987) σε ένα δείγμα 20 συστημάτων έδειξαν ότι υπάρχει κατά μέσο όρο υπεροχή  $0^m.06$ . Ακόμη τις μεγάλες τιμές δεικτών που ανίχνευσαν σε μερικά συστήματα (TZ Tri, 39 Cet και HR 7428), τις αποδίδουν σε ύλη στην περιοχή τους. Η παρατηρούμενη υπεροχή μπορεί όμως να είναι πλάσματική και να οφείλεται σε κακή φασματοσκοπική κατάσταση, όπως έδειξε η Antonopoulou (1987) για τους HR 5303 και AD Cap και οι Berrimann et.al. (1983) για τους AR Lac, UX Ari και HR 1099.

Με παρατηρήσεις στο υπέρυθρο θα μπορούσαμε να ερευνήσουμε τις μεταβολές της περιόδου με την ανίχνευση ύλης. Τέτοιες προσπάθειες έχουν γίνει χωρίς όμως να έχουν δώσει πάντοτε θετικά αποτελέσματα (π.χ. Antonopoulou, Williams 1984 για των SZ Pis). Και τότε



Σχήμα 22. Οι δύο καμπύλες Planck θερμοκρασίας 4350 K και 5660 K προσεγγίζουν τις κατανομές ενέργειας, αντί αυτών που δίνουν οι φασματικοί τύποι (FBV-6000 K, K1IV-4840) (Antonopoulou, Williams 1984).

έρχεται πάλι στην επιφάνεια το ερώτημα, μήπως οι παρατηρούμενες μεταβολές οφείλονται σε σφάλματα που προκαλεί η παρουσία του κύματος.

Άλλες φορές μέρος της υπεροχής αποδίδεται σε μεσοαστρική ύλη π.χ. ο Lazaro (1988) για τον II Peg έδειξε την παρουσία μάζας περίπου  $3 \cdot 10^{-12} M_{\odot}$  με νόμο κατανομής  $r^{-2}$  και θερμοκρασία περίπου 1800 K.

Μια ακόμη πληροφορία, που μπορεί να δώσει το υπεριώδες, είναι οι θερμοκρασίες των μελανών σωμάτων που θα δίνουν την κατανομή ενέργειας που παρατηρούμε π.χ. σχήμα 22 για τον SZ Pis.

## β) ΤΟ ΥΠΕΡΙΩΔΕΣ

Η μελέτη του υπεριώδους τμήματος του φάσματος των RS CVn συμβάλλει σημαντικά στην ολοκλήρωση της εικόνας, που έχουμε δημιουργήσει για αυτούς, γιατί οι ανομοιογένειες δεν περιορίζονται μόνο στη φωτόσφαιρα αλλά εμφανίζονται και στη χρωμόσφαιρα (λαμπρές εκτάσεις).

Η μελέτη του UV ξεκίνησε από τον δορυφόρο Copernicus, γνώρισε όμως αλματώδη ανάπτυξη με τον πολύ πιο ευαίσθητο IUE (International Ultraviolet Explorer), ο οποίος έδωσε εξαιρετικές ευκαιρίες για την μελέτη των λαμπρών εκτάσεων από τις γραμμές εκπομπής τους στα  $1200 \text{ \AA} - 3200 \text{ \AA}$ . Οι γραμμές εκπομπής, που παίρνουμε στο υπεριώδες, δημιουργούνται στη χρωμόσφαιρα και στην πάνω από αυτή ζώνη μετάβασης, με ροή πολύ πιο μεγάλη από αυτή του ήλιου.

Τα στενά διπλά συστήματα με ένα ψυχρό μέλος, το οποίο είναι και αναγκασμένο να περιστρέφεται ταχέα, δείχνουν αυξημένη χρωμοσφαιρική δραστηριότητα. Σημαντικός δείκτης αυτής της δραστηριότητας στο οπτικό είναι οι γραμμές του CaII, ενώ οι υπόλοιπες π.χ. MgII h+k βρίσκονται στο υπεριώδες.

Από την μελέτη στο υπεριώδες και στις ακτίνες X, φαίνεται πολύ καθαρά το πόσο σημαντική είναι η ταχεία περιστροφή του αστέρα, για να παρατηρήσουμε την γνωστή δραστηριότητα. Για παράδειγμα στο σύστημα μεγάλης περιόδου (104 d) α Aur, ο συγχρονισμός δεν είναι σημαντικός και η έντονη δραστηριότητα στο υπεριώδες και στις ακτίνες X προέρχεται από το ταχέως περιστρεφόμενο μέλος. Αν αυτό αληθεύει, τότε το διπλό σύστημα δεν είναι αναγκαία ούτε όμως ικανή συνθήκη για την παρατήρηση χρωμοσφαιρικής δραστηριότητας. Μην ξεχνάμε ότι οι FK Com και αρκετοί BY Dra δεν είναι διπλά συστήματα. Η αναγκαία και ικανή συνθήκη είναι η ταχεία περιστροφή ενός μεταγενέστερου αστέρα.

Έτσι θα περιμένουμε να έχουμε μεταβολές της εκπομπής με την περίοδο, δηλαδή να έχουμε μέγιστη εκπομπή (μέγιστη

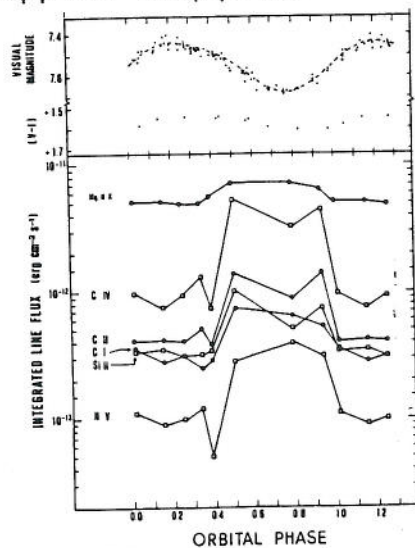
κάλυψη με λαμπρές εκτάσεις), όταν έχουμε ελάχιστο του φωτομετρικού κύματος (μέγιστη κάλυψη με κηλίδες).

Οι Baliunas και Dupree (1982) έλεγξαν αυτή την υπόθεση για τον μακράς περιόδου  $\lambda$  And και συμπέραναν ότι οι γραμμές εκπομπής είναι ισχυρότερες κατά έναν παράγοντα 1.5-2 στο φωτομετρικό ελάχιστο.

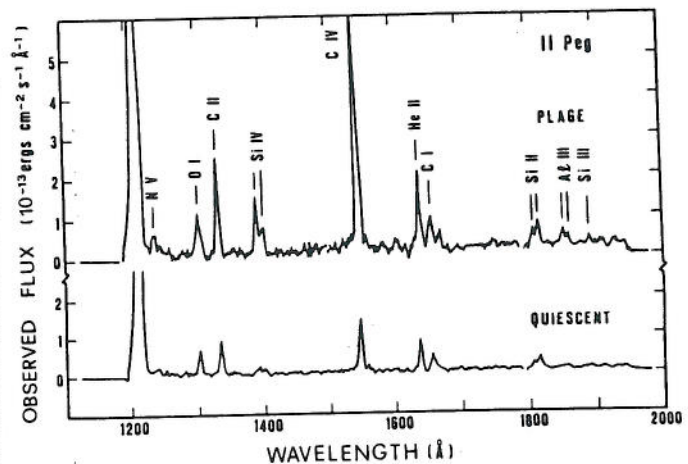
Τα αποτελέσματα των Rodono et. al. (1987) για τον II Peg είναι ιδιαίτερα σημαντικά:

- α) Οι εντάσεις όλων των γραμμών στον II Peg αυξάνουν γρήγορα σε φάση 0.45, παραμένουν σχεδόν σταθερές για μισή περίοδο και μειώνονται το ίδιο γρήγορα σε φάση 0.95 (σχήμα 23).
- β) Η αυξημένη εκπομπή αντιστοιχεί σε μείωση φωτεινότητας μετρημένη ταυτόχρονα από τον IUE, δείχνοντας ότι οι λαμπρές εκτάσεις βρίσκονται πάνω από τις σκοτεινές κηλίδες και έτσι είναι περιοχές με ισχυρά πεδία.
- γ) Το φάσμα του II Peg κατά την μέγιστη κάλυψη με λαμπρές περιοχές διαφέρει από αυτό στο ελάχιστο (σχήμα 24), με την έννοια ότι οι υψηλής θερμοκρασίας γραμμές της ζώνης μετάβασης (C IV, Si IV, C II) είναι αυξημένες κατά έναν παράγοντα πολύ μεγαλύτερο από αυτές της χρωμόσφαιρας (Si II, C I, Mg II). Αυτό παρατηρείται και σε άλλα συστήματα αλλά και στον ήλιο.

Στα "καθαρά" φάσματα έχουμε αύξηση μέχρι πέντε φορές στις γραμμές της ζώνης μετάβασης και δυο φορές σε αυτές της χρωμόσφαιρας. Αυτό είναι ενδεικτικό του γεγονότος ότι σε εξωτερικά στρώματα παίζει σημαντικό ρόλο η μη θερμική ενέργεια.



Σχήμα 23. Η ροή ενέργειας σε διάφορες γραμμές σαν συνάρτηση της φάσης (Rodono et. al. 1986).



Σχήμα 24. Οι διαφορές στο φάσμα του II Peg. (Rodono et. al. 1986).

Οι Simon et.al. (1980) προτείνουν το ακόλουθο μοντέλο για την παραγωγή των εκλάμψεων στον UX Ari. Εκτεταμένοι σωλήνες ροής από τον K0IV πλησιάζουν, λόγω της μετακίνησης των κελίδων, σωλήνες ροής του G5V. Από

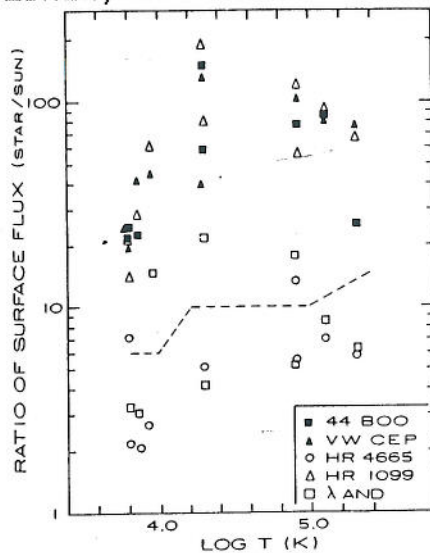
#### Σύστημα Χρησ/μενες Γραμμές Θερμοκρασία Αναφορά

$\alpha$ Aur	CaII K, MgII h+k	4700-8000	Kelch 1978
$\lambda$ And	CaII K, MgII k, H $\alpha$	3800-10000	Baliunas et. al. 1979
HR 1099	MgII k, CII, SiII,	4100-30000	Simon, Linsky 1980
UX Ari	SiIII		

**Πίνακας IV.** Μερικά ημιεμπειρικά μοντέλα χρωμοσφαιρών για τους RS CVn (Linsky 1980).

την προκαλούμενη ανασύνδεση των γραμμών, παράγεται η αυξημένη ενέργεια στις ακτίνες X και στο υπεριώδες που χαρακτηρίζει την έκλαμψη. Υπάρχουν έμμεσες ενδείξεις ύπαρξης αυτών των σωληνών ροής από ασυμμετρίες στις γραμμές MgII, οι οποίες ερμηνεύονται με την πτώση ύλης κατά μήκος τέτοιων σωληνών προς τον αστέρα από μεγάλες αποστάσεις.

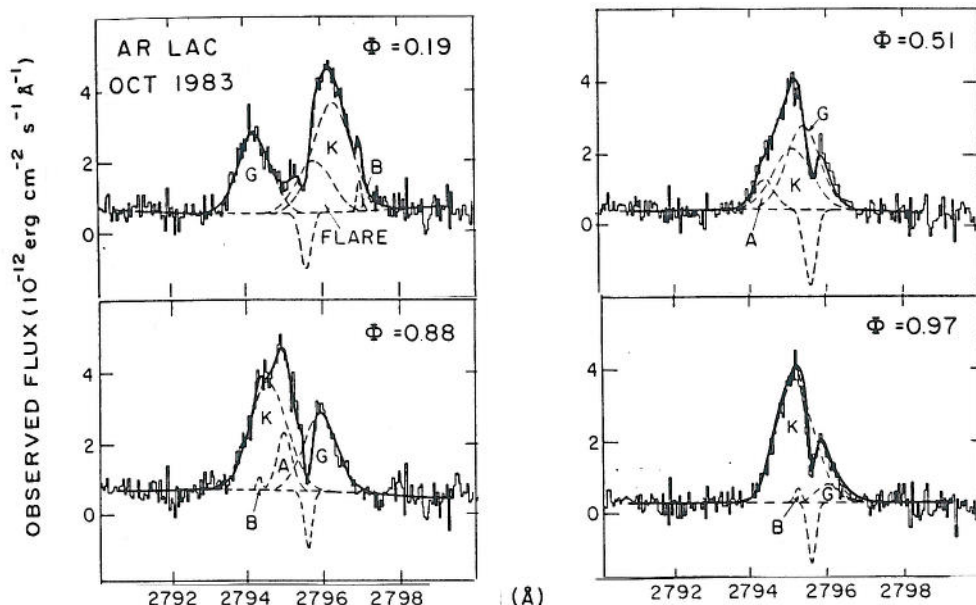
Στον πίνακα IV έχουμε μερικά ημιεμπειρικά μοντέλα για τις χρωμοσφαιρές των RS CVn. Οι ατμόσφαιρες στα μοντέλα θεωρούνται ομογενείς για λόγους απλότητας. Η υπόθεση αυτή είναι και το αδύναμο σημείο των μοντέλων, γιατί η δραστηριότητα περιορίζεται σε περιοχές της ατμόσφαιρας (Linsky 1984).



**Σχήμα 25.** Η ροή σε διάφορες γραμμές για διάφορα συστήματα με τη θερμοκρασία (Dupree 1981).

Φαίνεται να υπάρχει εξάρτηση της ροής από την τροχιακή περίοδο (δηλαδή την περίοδο περιστροφής του ενεργού μέλους). Στο σχήμα 25 φαίνεται ότι έχουμε αύξηση της ροής με την μείωση της τροχιακής περιόδου. Λογικά λοιπόν θα υποθέσουμε ότι η ταχεία περιστροφή αυξάνει τη συγκέντρωση μαγνητικών πεδίων και έτσι βλέπουμε την αύξηση της εκπομπής. Αλλά και με αύξηση της θερμοκρασίας διακρίνουμε αύξηση της ροής. Την ερμηνεία της τελευταίας την είδαμε παραπάνω.

Την γνωστή απεικόνιση Doppler μπορούμε να την εφαρμόσουμε και στις γραμμές του



Σχήμα 26. Δείγμα από την σειρά των φασμάτων της απεικόνισης Doppler (Walter et.al.1987).

υπεριώδους (π.χ. MgII Walter et.al. 1987) (σχήματα 26, 31), κάτω από τις ήδη γνωστές προϋποθέσεις. Μόνο που εδώ τα αποτελέσματα μας θα αναφέρονται σε άλλες περιοχές υψηλότερης θερμοκρασίας (χρωμόσφαιρα), που είναι η πηγή της υπό μελέτη γραμμής. Έχουν βρεθεί διάφορες σχέσεις που συνδέουν μεγέθη του υπεριώδους φάσματος με άλλα μεγέθη. Θα αναφέρουμε, για παράδειγμα, δύο σχέσεις (Fernandez et.al. 1986). Στο διάγραμμα  $\text{Log}(\tau/P) - \text{Log}(F_h+k/F_{bol})$  οι RS CVn καταλαμβάνουν τον κενό χώρο μεταξύ των W UMa και των αστέρων της κυρίας ακολουθίας. Ισχύει μια σχέση της μορφής  $\text{Log}(F_h+k/F_{bol}) - \text{Log}(P)$ .

### γ) ΟΙ ΑΚΤΙΝΕΣ Χ

Η ανακάλυψη της εκπομπής ακτίνων Χ από τους RS CVn έγινε από τον HEAD-1 και φαίνεται να αποτελούν την πιο ενεργητική άκρη των αστέρων μεταγενέστερου τύπου ( $10^{30}$  erg/sec -  $10^{32}$  erg/sec). Αν λοιπόν θεωρήσουμε ότι σε όλους τους αστέρες δρα ο ίδιος μηχανισμός θέρμανσης, τότε η μελέτη της εκπομπής ακτίνων Χ στους RS CVn αποκτά ιδιαίτερη σημασία.

Η αρχική παρατήρηση, με τον HEAD-1 στις μαλακές ακτίνες (0.1KeV-3KeV), έδειξε ότι τουλάχιστον 15 από τα κοντινότερα συστήματα έχουν εκπομπή περίπου  $10^{30}$  erg/sec μέχρι  $>10^{31}$  erg/sec (Walter et.al. 1980). Μετά τις παρατηρήσεις με το πιο ευαίσθητο παρατηρητήριο



Einstein οι Walter και Bowyer (1981), έδειξαν ότι τόσο για τους γίγαντες όσο και για τους νάνους ισχύει μια σχέση της μορφής  $L_x/L_{\odot} = P^{1.2}$  (σχήμα 27). Η σχέση αυτή θα μπορούσε να ερμηνευθεί από μαγνητικά φαινόμενα, που προκαλούν αυξημένη δραστηριότητα, αυξανόμενης της περιόδου.

Όπως έδειξαν όμως οι Pallavicini et.al. (1981), η σχέση αυτή προκαλείται από την εξάρτηση της  $L_{\odot}$  από την περίοδο. Πράγματι σε στενά σύγχρονα περιστρεφόμενα συστήματα, η ακτίνα των αστέρων είναι ανάλογη του διαχωρισμού αυτών. Έτσι με χρήση του τρίτου νόμου του Kepler, πρακύπτει η σύνδεση της  $L_{\odot}$  με την τροχιακή άρα και την περιστροφική περίοδο. Παραμένει λοιπόν το ερώτημα ύπαρξης της σύνδεσης της περιόδου με την δραστηριότητα.

Ο Walter (1981) επέκτεινε αυτή την σχέση και στους φασματικού τύπου G και K. Οι αστέρες τύπου G έχουν 10 φορές μικρότερο λόγο  $L_x/L_{\odot}$  από τους K' ενδεικτικό του ότι το θερμότερο μέλος των RS CVn συνισφέρει μόνο 10% στην συνολική ροή των ακτίνων X.

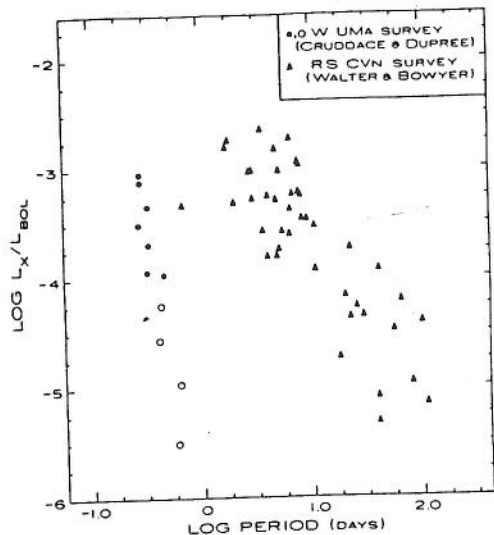
Οι Pallavicini et.al. (1981) βρήκαν τη σχέση  $L_x = 10^{27} (v \sin i)^2$  για αστέρες τύπου F7-M5 (σχήμα 28), την οποία ικανοποιούν και οι RS CVn. Η σχέση αυτή είναι ισχυρή ένδειξη του ρόλου που παίζουν τα μαγνητικά πεδία στην θέρμανση του στέμματος. Οι Agrawal et.al. (1986) έδωσαν την σχέση  $L_x = 10^{-3.23} L_{\odot}$  για τους RS CVn και τους αστέρες εκλάμπων, χωρίς όμως να έχουν και την φυσική ερμηνεία της.

Τα πρώτα συμπεράσματα από τον HEAD-1 για τους πιο φωτεινούς RS CVn (α Aur, RS CVn, UX Ari) έδειξαν την ύπαρξη πλάσματος θερμοκρασίας περίπου  $10^7$  K (Walter et. al. 1978). Σήμερα σε όλες τις περιπτώσεις απαιτούνται δύο συνιστώσες θερμοκρασίας (σχήμα 30). Οι συνιστώσες χαμηλής θερμοκρασίας συγκεντρώνονται στις τιμές 4-8  $10^6$  K και έχουν όμοια μέτρα εκπομπής. Οι συνιστώσες υψηλών θερμοκρασιών (26-93  $10^6$  K) παρουσιάζουν μεγάλη διασπορά στο μέτρο εκπομπής. Η παρουσία τόσο θερμού υλικού δύσκολα μπορεί να ερμηνευθεί αν το στέμμα δεν περιορίζεται κατά κάποιο τρόπο, όπως στην περίπτωση του ηλιακού στέμματος.

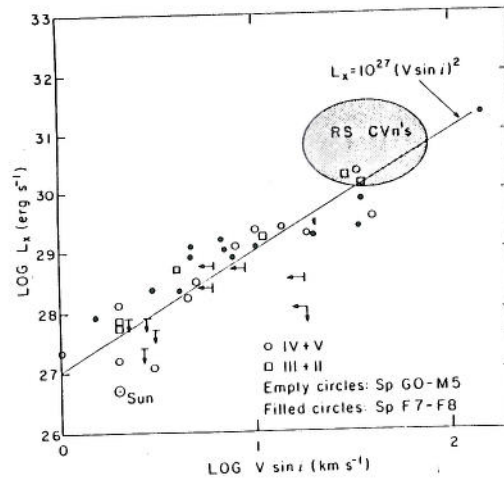
Έχουν παρατηρηθεί εκλάμπεις όμοιες με τις ραδιοφωνικές σε κλίμακα ωρών μέχρι ημερών.

Στον Capella έχουν παρατηρηθεί μεταβολές κατά έναν παράγοντα δύο, μέσα σε ώρες. Έχουν βρεθεί συσχετίσεις της  $L_x$  με την χρωμοσφαιρική δραστηριότητα π.χ.  $\text{Log } L_x - \text{Log } L_{\text{mag}}$ . Έχουν παρατηρηθεί (White et.al. 1978) ταυτόχρονες εκλάμπεις στο ραδιοφωνικό, στην Ηα, Lyα και στις ακτίνες X στον HR 1099 το 1976.

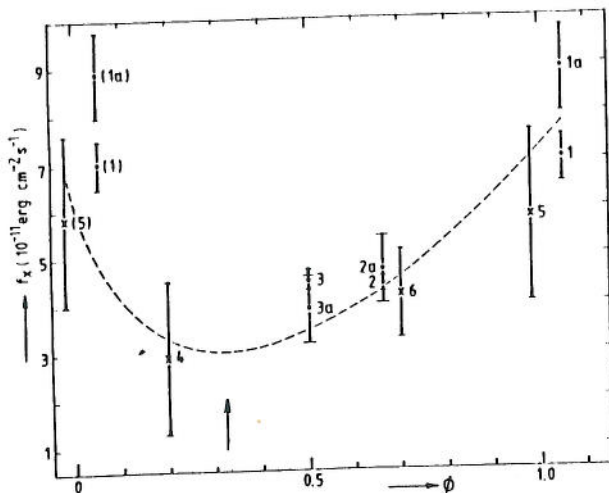
Οι Singh et.al. (1987) ερμήνευσαν την μειωμένη εκπομπή ακτίνων X που παρατήρησαν με τον EXOSAT στον α Gem, με



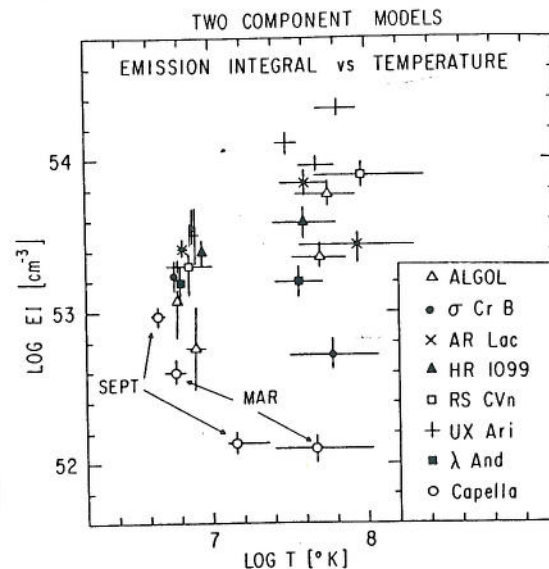
Σχήμα 27. Η συσχέτιση της  $L_x$  με την περίοδο (Dupree 1981).



Σχήμα 28. Η συσχέτιση της  $L_x$  με την  $v \sin i$  (Falla-vicini et.al. 1981).

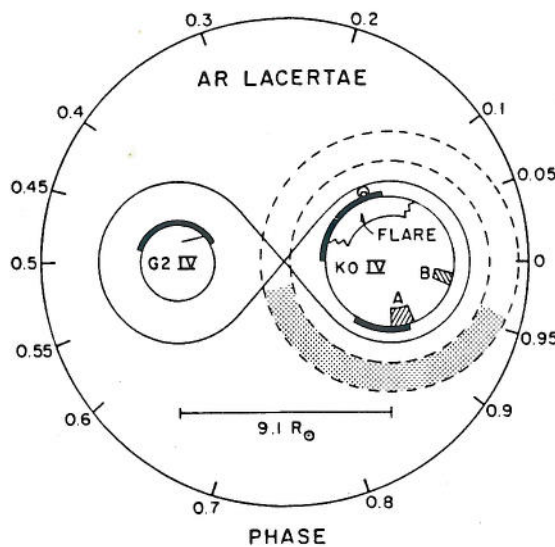


Σχήμα 29. Η ροή  $f_x$  με τη φάση στο  $\lambda$  And ( $\varphi=0$  το οπτικό μέγιστο,  $\varphi=0.36$  το οπτικό ελάχιστο (Mewe, Schrijer 1986).



Σχήμα 30. Το μέτρο εκπομπής (Swank, White 1981).

τη βοήθεια των δύο κηλίδων, που θεώρησαν οι Fried et.al. (1983) και Engvold et.al. (1986). Κατά την διάρκεια των παρατηρήσεών τους ήταν ορατή μόνο η μικρότερη κηλίδα. Οι παρατηρήσεις των Walter, Gibson και Basri (1983) έδωσαν εκλείψεις στην ακτινοβολία  $\chi$  του AR Lac. Τα αποτελέσματα, από την μελέτη αυτών των εκλείψεων, έδωσαν την πολύ ανομοιογενή δομή του στέμματος και των δύο



**Σχήμα 31.** Το σύστημα AR Lac. Η συνεχής γραμμή, που περιβάλλει τα δύο μέλη, είναι η επιφάνεια Roche. Οι παχείς συνεχείς γραμμές δείχνουν τις περιοχές του κατώτερου στέμματος. Η σκιασμένη περιοχή που περιβάλλει τον K δείχνει την δεύτερη περιοχή του στέμματος. Ο βρόγχος στον K δείχνει την περιοχή της έκλαμψης το 1980. Στο εσωτερικό του αστέρα K σημειώνονται τα αποτελέσματα της απεικόνισης Doppler των Walter et.al. (1987) στην

γραμμή MgII k του 1983. Σημειώστε την όμοια θέση των δύο εκλάμψεων και τη σύνδεση των δύο λαμπρών εκτάσεων με τη δεύτερη συνιστώσα του στέμματος (Walter et.al. 1987)

αστέρων. Συγκεκριμένα βρήκαν ότι η αδηγός πλευρά του στέμματος ήταν φωτεινότερη και στους δύο αστέρες. Ακόμη βρήκαν ότι το 40% της ολικής ροής στις ακτίνες X προέρχεται από τον αστέρα G, του οποίου το στέμμα έχει πάχος περίπου 0.02 R<sub>\*</sub> και περιορίζεται πάνω από την κηλίδα που είναι ορατή σε φάση 0.25. Το στέμμα του K έχει διπλή δομή. Η πρώτη συνιστώσα έχει μικρό πάχος και περιορίζεται σε δύο περιοχές κοντά στην φωτόσφαιρα. Η δεύτερη συνιστώσα έχει πολύ μεγαλύτερη έκταση (1 R<sub>\*</sub>) και καλύπτει σχεδόν ένα ημισφαίριο (σχήμα 31). Οι παρατηρητές συμφωνούν ότι, από το μοντέλο των δυο θερμοκρασιών για το στέμμα του AR Lac (Swank et.al. 1981), η συνιστώσα με την υψηλή θερμοκρασία είναι αυτή του εκτεταμένου στέμματος. Τέλος η ύπαρξη θερμού πλάσματος σε τέτοιες απόστάσεις ενισχύει την υπόθεση των μαγνητικών βρόγχων που ίσως να συνδέουν και τα δύο μέλη του συστήματος.

Μια ακόμη σημαντική εξάρτηση βρέθηκε από τους Mewe και Schrijer (1986) στον λ And από παρατηρήσεις των HEAD-1, EXOSAT και EINSTEIN. Έδειξαν ότι η ροή f<sub>x</sub> στη γη εξαρτάται από τη φάση του συστήματος (σχήμα 29). Η μέγιστη ροή εμφανιζόταν σε φάση 0.32, στο ελάχιστο του κύματος.

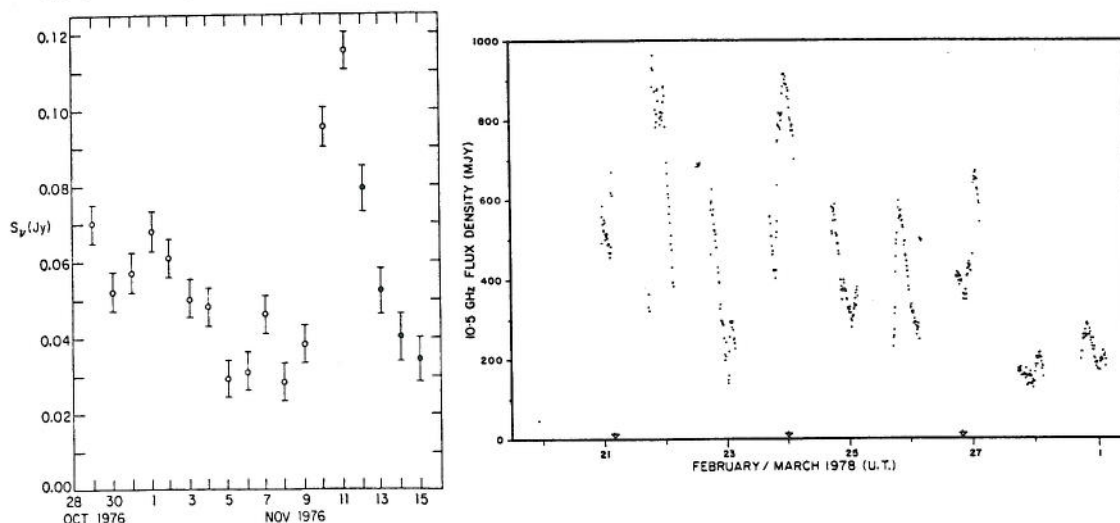
### δ) ΤΑ ΡΑΔΙΟ ΚΥΜΑΤΑ

**Ο αριθμός και το είδος των αστέρων που ανιχνεύονται στα**

ραδιοκύματα αυξάνει ταχέως, ενώ νέα αποτελέσματα δημοσιεύονται συνεχώς. Οι RS CVn είναι, μαζί με τους αστέρες εκλάμψεων, οι πιο κοινοί αστέρες που ανιχνεύονται στα ραδιοκύματα.

Η ραδιοεκπομπή τους είναι έντονη, μεταβλητή και συχνά κυκλικά πολωμένη με μήκος κύματος της τάξης των εκατοστών. Σημαντικό είναι το γεγονός ότι αστέρες σε τέτοιες αποστάσεις εκπέμπουν ανιχνεύσιμη ακτινοβολία.

Όλα αυτά μαζί με την εκπομπή ακτίνων X δείχνουν ότι εμφανίζεται μεταφορά μάζας από τον ένα αστέρα στον άλλο. Σε πολλά συστήματα τα ισχυρά μαγνητικά πεδία μάλλον αλληλεπιδρούν στον ενδιάμεσο χώρο, όπως περιγράφει το σχήμα 34, των Uchida και Sakurai (1984, 1985).



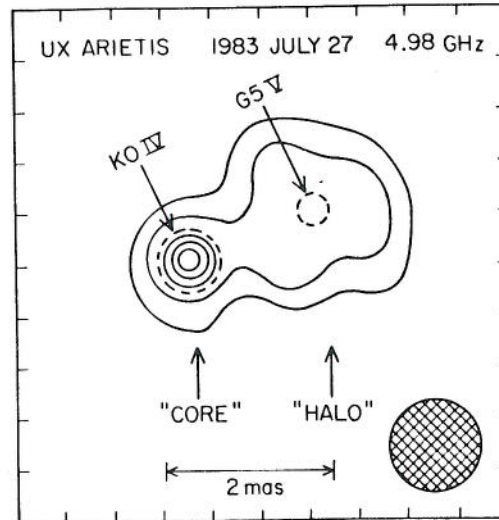
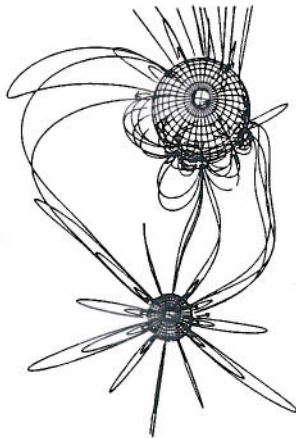
**Σχήμα 32.** Παράδειγμα μεταβολών μεγάλης χρονικής κλίμακας (Sprangler et.al. 1977) και **Σχήμα 33.** Η ραδιοφωτεινότητα του HR 1099 κατά τη διάρκεια ισχυρών εκλάμψεων (Feldmann et.al. 1978).

Για τους RS CVn υπάρχουν το λιγότερο δύο είδη ραδιοεκπομπής.

α) Η συνήθης συνιστώσα (Sprangler et.al. 1977 και Feldmann et.al. 1978 σχήματα 32, 33) που μεταβάλλεται σε κλίμακα ωρών (εκλάμψεις) και ημέρες (ομάδες εκλάμψεων) μέχρι μήνες και πιθανόν χρόνια. Θα πρέπει να υπάρχει και μια κατάσταση ηρεμίας, αλλά αυτό δεν είναι βέβαιο λόγω των συχνών μεταβολών. Τυπικά η ακτινοβολία είναι κυκλικά πολωμένη σε ποσοστό  $\leq 30\%$ .

Σε μερικές περιπτώσεις έχουν γίνει παρατηρήσεις VLB (Lestrade et.al. 1984). Οι πηγές έχουν αναλυθεί μέχρι  $0.5''-2''$ , έτσι παίρνουμε πηγές με διάσταση το διαχωρισμό του συστήματος ή με τη διάσταση του ενός μέλους.

Παρατηρήσεις των Muttel et.al. (1985) στον UX Ari,



**Σχήμα 34.** Μαγνητικά πεδία **Σχήμα 35.** Η δομή της πηγής στον RS CVn (Uchida, Saku- UX Ari (Muttel et.al. 1985). rai 1984).

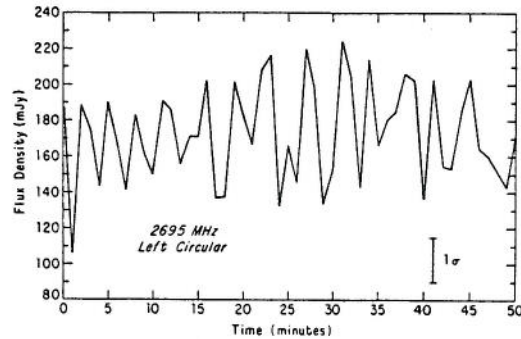
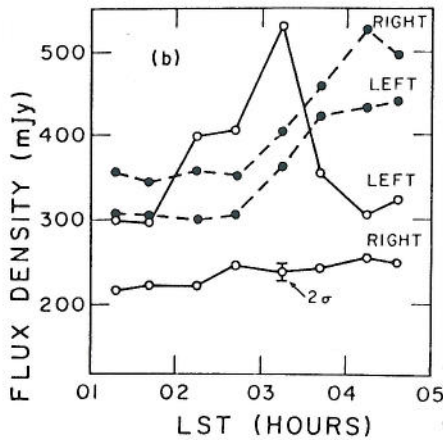
κατά τη διάρκεια σχετικά σταθερής ροής, έδωσαν τη δομή (πυρήνα-άλως) του σχήματος 35. Οι συγγραφείς υπέθεσαν ότι ο πυρήνας οφείλεται σε μια εν εξελίξει έκλαμψη, ενώ η άλως σε ταχέα ηλεκτρόνια παγιδευμένα στα μαγνητικά πεδία μεταξύ των αστέρων από προηγούμενες εκλάμψεις.

Οι θερμοκρασίες λαμπρότητας, που αντιστοιχούν στις τυπικές πυκνότητες ροής και στις διαστάσεις που μετράμε, είναι περίπου  $10^8$  K μέχρι μερικές φορές το  $10^{10}$  K. Σε συνδυασμό με την πόλωση που παρατηρούμε, (γενικά μικρή πόλωση σε μεγάλη φωτεινότητα) τα δεδομένα είναι συνεπή με ένα μηχανισμό εκπομπής γυρωσύγχροτρων από ηλεκτρόνια ενέργειας μερικών MeV που κινούνται σε πεδίο 10 G-100 G (Kuijbers, van de Hulst 1985).

- β) Το δεύτερο είδος εκπομπής έχει μικρότερο χρόνο ζωής (λεπτά μέχρι ώρες) και υψηλή κυκλική πόλωση (~100%). Το σχήμα 36 δείχνει ταυτόχρονες παρατηρήσεις σε δύο συχνότητες του HR 1099 από τους Brown και Crane (1978). Στην υψηλή συχνότητα (8.1 GHz), η ροή και η πόλωση είναι συνεπείς με το μηχανισμό που αναφέραμε παραπάνω. Ενώ στην χαμηλότερη συχνότητα των 2.7 GHz η μεγάλη αύξηση είναι ορατή μόνο στη μια διεύθυνση πόλωσης. Ακόμη έχουν δείξει ότι η μια συνιστώσα πόλωσης είναι δυνατόν να παρουσιάζει μεταβολές, ενώ η άλλη να παραμένει σταθερή (σχήμα 37).

Αν θεωρήσουμε διάσταση πηγής μικρότερη από την διάμετρο του αστερά (δεν έχουν γίνει παρατηρήσεις VLB σε τέτοιου είδους εκλάμψεις), η θερμοκρασία

λαμπρότητας είναι μεγαλύτερη από  $10^{11}$  K. Τέτοια υψηλή λαμπρότητα απαιτεί coherent εκπομπή σαν το μαίζερ κύκλωτρον.



Σχήμα 36. Ένα γεγονός στον HR 1099 (βλέπε κείμενο) (Brown, Crane 1978).

Σχήμα 37. Περιοδικές ταλαντώσεις της μιας συνιστώσας πόλωσης (Brown, Crane 1978).

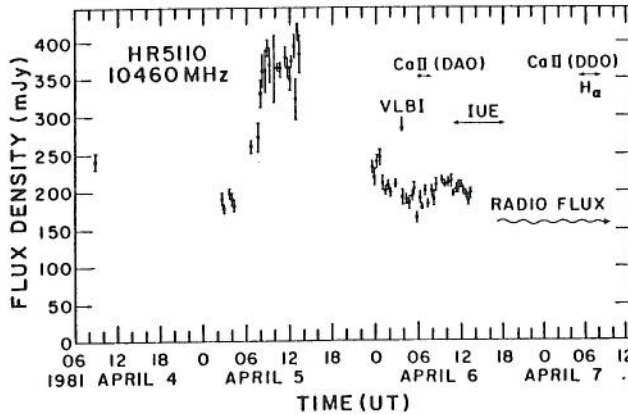
Ας δούμε όμως μερικές παρατηρήσεις.

Οι Dorren και Guinan (1982) βρήκαν ότι οι ραδιοφωνικές εκλάμψεις εμφανιζόταν στα διαστήματα, όπου το μοντέλο

τους προέβλεπε μεταβολές στην θέση ή το σχήμα των κελύδων.

Οι Walter et.al. (1987) με παρατηρήσεις σε τρία μήκη κύματος (2 cm, 6 cm, 20 cm) έδειξαν ότι η ενεργός περιοχή περιοριζόταν στο κατώτερο στρώμα του στέμματος. Η έκλαμψη δεν ήταν ορατή στα 20 cm.

Οι Owen και Spangler (1977) δεν παρατήρησαν εκλείψεις της ραδιοακτινοβολίας στον AR Lac. Ετσι η εκπέπουσα περιοχή είναι τουλάχιστον δύο φορές μεγαλύτερη από το σύστημα.



Σχήμα 38. Εκλάμψη στον UX Ari. Τα βέλη δείχνουν τους χρόνους παρατήρησης VLBI και IUE (Little Marenin 1985)

Παρατηρήσεις VLBI, μετά από

μία έκλαμψη στον HR 5110 (σχήμα 38), έδειξαν ότι η εκπομπή δεν προερχόταν από έναν αστέρα. Δεν είχαν ανιχνευθεί μεταβολές στις γραμμές Ca II και H $\alpha$  (Little-Marenin 1985).

Οι Muttel et.al. (1985) παρατήρησαν αντιστροφή στην

ελικότητα κόπου μεταξύ 1.4 και 4.9 GHz σε μερικούς RS CVn (UX Ari, HR 1099). Αυτή η αντιστροφή είχε παρατηρηθεί και πριν δέκα έτη στον HR 1099, δείχνοντας τη σταθερότητα του πεδίου για μεγάλα χρονικά διαστήματα. Πιθανόν θα οφείλεται σε έναν συνδυασμό οπτικού βάθους και κλίσης του μαγνητικού πεδίου (Muttel 1986). Ακόμη διέκριναν μια εξάρτηση της πόλωσης από την κλίση της τροχιάς, μέγιστη πόλωση σε μικρή κλίση, ενδεικτικό μιας δίπολης γεωμετρίας ευθυγραμμισμένης με τον άξονα περιστροφής. Η ανεξαρτησία της εκπομπής από τη φάση δείχνει τη σχεδόν αξιμουθιακή συμμετρία του πεδίου.

## ΕΠΙΛΟΓΟΣ

Στους RS Canum Venaticorum ανήκουν εκείνα τα διπλά συστήματα στα οποία έχει επέλθει συγχρονισμός της περιστροφής με την περίοδο του συστήματος. Το θερμό μέλος είναι φασματικού τύπου F ή G IV ή V ενώ το ψυχρό είναι K IV.

Δύο σημαντικά παρατηρησιακά χαρακτηριστικά των RS CVn είναι, η εκπομπή CaII και το διαταράσων κύμα. Η εκπομπή CaII είναι ενδεικτική της χρωμοσφαιρικής δραστηριότητας ενώ το κύμα δείχνει, κάτι που είναι σήμερα γενικά αποδεκτό, την παρουσία κηλίδων στην επιφάνεια του ψυχρού αστέρα.

Την πραγματική διάσταση του φαινομένου RS CVn την έδωσαν οι παρατηρήσεις των δορυφόρων του υπεριώδους και των ακτίνων X.

Το φαινόμενο αποδίδεται στα έντονα μαγνητικά πεδία που προκαλεί ο αστέρας με την ζώνη μεταφοράς κατά την ταχεία περιστροφή του. Περιγράφεται δε από την έντονη εκπομπή του στέμματος, της χρωμόσφαιρας και τις κηλίδες, είναι δηλαδή δραστηριότητα ηλιακού τύπου.

Λόγω της περιορισμένης ακρίβειας των μετρήσεων μας οι παράμετροι της δραστηριότητας των RS CVn "βιάζονται" προς μεγαλύτερες από τις τιμές π.χ. "ορατές" είναι μόνο οι μεγάλες κηλίδες.

**Σήμερα οι RS CVn έχουν γίνει ένα από τα πιο αγαπημένα αντικείμενα αστροφυσικής έρευνας.**



ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ Α

Τα συστήματα των RS CVn

## ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ Α

Στο παράρτημα Α παρουσιάζουμε έναν πίνακα αστέρων με χρωμοσφαιρική δραστηριότητα.

Βασικό κριτήριο για την εισαγωγή ενός αστερά στον κατάλογο ήταν το εξής:

- ο αστέρας να είναι διπλό σύστημα,
- το ένα ή και τα δύο μέλη να παρουσιάζουν χρωμοσφαιρική δραστηριότητα.

Σαν δείκτης αυτής της δραστηριότητας ορίστηκε η παρουσία των γραμμών του CaII H+K.

Στο σύνολο αυτό των αστέρων δεν περιέχονται: οι W UMa, γιατί η δραστηριότητά τους επηρεάζεται από την κοινή ατμόσφαιρά τους, τα συστήματα με ένα μέλος γίγαντα τύπου M, οι FK Com, λόγω της μη διπλής φύσης τους και οι αστέρες T Tauri, αν και όλοι παρουσιάζουν χρωμοσφαιρική δραστηριότητα.

Περισσότερες λεπτομέρειες για τα κριτήρια εισαγωγής, αλλά και για άλλες ειδικότερα θέματα του πίνακα, όπως π.χ. τον ορισμό της "έντασης" των γραμμών του CaII, υπάρχουν στη δημοσίευση των **Strassmeier K., Hall D., Zeilik M., Nelson E., Eker F.** (A Catalog of chromospherically active binary stars) **Astronomy and Astrophysics Supplement Series Vol.72 p.291 (Feb. 1988).**

Οι οκτώ πίνακες του καταλόγου περιέχουν:

- 1) Κατάλογος
  - 2) Φωτομετρικές ιδιότητες
  - 3) Φασματοσκοπικές ιδιότητες
  - 4) Στοιχεία της τροχιάς
  - 5) Στοιχεία του συστήματος και γενικές πληροφορίες
  - 6) Συντεταγμένες και διαστημική κίνηση  
(Σημειώσεις στους πίνακες 1-6)
  - 7) Κατάλογος υποψηφίων συστημάτων
  - 8) Μερικές χρήσιμες παρατηρησιακές ιδιότητες των υποψηφίων συστημάτων  
(Σημειώσεις στους πίνακες 7-8)
- Βιβλιογραφία

ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ Β

Οι δημοσιεύσεις με θέμα τους RS CVn

## ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ Β

Στο παράρτημα αυτό υπάρχει η βιβλιογραφία που είναι σχετική με τους RS CVn.

Έγινε μια προσπάθεια ώστε αυτός ο κατάλογος να είναι πλήρης και να καλύπτει το χρονικό διάστημα από 1974 μέχρι και το 1987. Πάντως για τα έτη πριν το 1976, όπου δεν είχε ακόμη καθοριστεί η ομάδα των RS CVn, τα άρθρα είναι λιγοστά. Για τα έτη μέχρι το 1976 υπάρχει ένας μεγάλος αριθμός άρθρων για κάθε αστέρα ξεχωριστά.

Δεν πιστεύω ότι ο πίνακας είναι ολοκληρωμένος. Έτσι θα πρέπει να νοείται σαν μια αρχική βοήθεια στην απόκτηση μιας συνολικής εικόνας του φαινομένου.

Εισαγωγικά άρθρα στο θέμα των RS CVn είναι τα παρακάτω:

1) Hall D. 1972

Το μοντέλο των κηλίδων στον RS CVn και μια πρώτη προσπάθεια για την ερμηνεία των παρατηρησιακών δεδομένων.

2) Hall D. 1975

Ο ορισμός της ομάδας των RS CVn. Σε αυτό το άρθρο ο Hall κάνει μια σύγκριση με άλλες ομάδες αστέρων που έχουν όμοιες ιδιότητες.

3) Eaton J., Hall D. 1979

Μια από τις πρώτες εφαρμογές του μοντέλου των κηλίδων στον RS CVn, SZ Psc και RT Lac.

4) Zeilik M., et. al. 1979

5) Dupree A. 1981

Αναφορά στη χρωμόσφαιρα και στο στέμμα των RS CVn και των W UMa και στη σύνδεση της δραστηριότητας με την περιστροφή.

6) Hall D. 1981

Παρουσίαση των παρατηρησιακών ιδιοτήτων, της δραστηριότητας και της εξέλιξης των RS CVn. Επίσης αναφορά στις παραμέτρους των κηλίδων και στην κίνηση του κύματος.

7) Roessinger S. 1982

Στα γερμανικά. Μια γενική αναφορά στους αστέρες αυτής της κατηγορίας.

- 8) Bopp B. 1983  
Περιγραφή της εκπομπής H $\alpha$  και CaII, δηλαδή περιγραφή της χρωμοσφαιρικής δραστηριότητας.
- 9) Catalano S. 1983  
Γενικά για την σύνδεση περιστροφής-δραστηριότητας, τους κύκλους δραστηριότητας και τις μεταβολές της περιόδου.
- 10) Linsky J. 1984  
Προβληματισμός στον αρχικό ορισμό του Hall. Αναφορά στις διάκριτες ενεργές περιοχές, στις ατμόσφαιρες των RS CVn, στη σύνδεση εκλάμψεων και μαγνητικών πεδίων και στην ύπαρξη συστηματικών τάσεων στους RS CVn με τον φασματικό τύπο.
- 11) Rodono M. 1986  
Παρουσίαση όλων των μεθόδων για την ανίχνευση των ανομοιογενειών, των χαρακτηριστικών των κηλίδων και των λαμπρών εκτάσεων. Ακόμη δίνει στοιχεία για την διαφορετική περιστροφή των RS CVn.

Ο συνολικός αριθμός των καταχωρήσεων είναι περίπου 630, ενώ ο αριθμός των άρθρων στο χρονικό διάστημα από 1977 μέχρι 1987 στα περιοδικά Astr. Astrophysics, Astronomical J., Astrophysical J., Mon. Not. R. Astr. Soc., Publ. Astr. Soc. Pac. και Astr. Sp. Sc. είναι πάνω από 260. Δηλαδή είχαμε κατά μέσο όρο αυτό το χρονικό διάστημα δύο δημοσιεύσεις το μήνα.

## ΠΕΡΙΕΧΟΜΕΝΑ

Σελίδα

ΠΡΟΛΟΓΟΣ.....	I
ΕΙΣΑΓΩΓΗ.....	IV
Γενικά.....	IV
Πότε ένας μεταβλητός ανήκει στην κατηγορία των RS CVn.....	V
Οι μακράς περιόδου.....	VII
Οι μικράς περιόδου.....	VII
Μια μικρή ιστορική αναδρομή.....	VII
<b>Η ΟΠΤΙΚΗ ΠΛΕΥΡΑ ΤΟΥ ΦΑΙΝΟΜΕΝΟΥ</b>	
Εισαγωγή.....	1
Ένα αξιοσημείωτο χαρακτηριστικό στην καμπύλη φωτός.....	1
Άλλες ιδιότητες που θέλουν εξήγηση.....	1
<b>Το μοντέλο των κηλίδων</b>	
Προσπάθειες ερμηνείας.....	6
Τι είναι λοιπόν αυτή η διαταραχή και τι την προκαλεί;.....	7
Το βασικότερο πρόβλημα για το μοντέλο των κηλίδων.....	7
Γεωμετρικά μοντέλα για τις κηλίδες.....	8
Γιατί όμως να θεωρήσουμε δραστηριότητα κηλίδων;.....	9
<b>Οι παράμετροι των κηλίδων</b>	
Η χαμηλότερη θερμοκρασία των κηλίδων.....	11
Ο χρόνος ζωής των κηλίδων.....	11
Η σύνδεση των κηλίδων με μαγνητικά πεδία.....	12
Κύκλοι κηλίδων.....	13
Η μετατόπιση του κύματος.....	15
<b>Μερικές ακόμη ιδιότητες και άλλα σημεία</b>	
Η ερμηνεία των μεταβολών της τροχιακής περιόδου.....	18
Η έλλειψη εκλάμψεων στο οπτικό.....	20
Τι γίνεται με την ενέργεια που παρεμποδίζεται να διαφύγει.....	21
Οι πρώτες παρατηρήσεις ερμηνεύονται αβίαστα από το μοντέλο.....	21
Ένα σενάριο εξέλιξης των κηλίδων.....	22

Τρόποι ανίχνευσης της θέσης των ενεργών περιοχών.....	22
Η εξελικτική θέση των RS CVn.....	24

#### Φασματοσκοπικά χαρακτηριστικά

Γενικά.....	25
Οι γραμμές του CaII H και K.....	25
Η γραμμή H $\alpha$ .....	26
Άλλες γραμμές (ταινίες TiO, LiI, απορρόφησης).....	27
Η απεικόνιση Doppler.....	28

#### ΟΙ ΑΛΛΕΣ ΠΛΕΥΡΕΣ ΤΟΥ ΦΑΙΝΟΜΕΝΟΥ

Το υπέρυθρο.....	33
Το υπεριώδες.....	34
Οι ακτίνες X.....	37
Η ραδιοφωνική εκπομπή.....	40

#### ΕΠΙΛΟΓΟΣ.....

45

#### ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ Α

##### Τα συστήματα των RS CVn

Κατάλογος.....	Π3
Φωτομετρικές ιδιότητες.....	Π7
Φασματοσκοπικές ιδιότητες.....	Π11
Στοιχεία των τροχιών.....	Π15
Ιδιότητες των αστέρων και γενικές πληροφορίες.....	Π19
Θέση και διαστημική κίνηση.....	Π23
Παρατηρήσεις στους πίνακες I-VI.....	Π27
Υποψήφια συστήματα.....	Π33
Χρησιμες παρατηρησιακές ιδιότητες των υποψήφιων συστημάτων.....	Π35
Παρατηρήσεις στους πίνακες VII-VIII.....	Π37
Βιβλιογραφία.....	Π39

#### ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ Β

##### Οι δημοσιεύσεις με θέμα τους RS CVn

1974.....	Π47
1975.....	Π47
1976.....	Π48
1977.....	Π50
1978.....	Π51
1979.....	Π55
1980.....	Π57
1981.....	Π63
1982.....	Π68
1983.....	Π73

1984.....	Π79
1985.....	Π84
1986.....	Π91
1987.....	Π100
<b>ΠΑΡΟΡΑΜΑ</b> (μερικά ξεχασμένα άρθρα).....	Π107



