

25165

T.C.  
İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ  
FEN BİLİMLERİ  
ENSTİTÜSÜ

# KATAKLİSMİK DEĞİŞEN DQ HER YILDIZININ MORÖTESİ TAYFI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

( Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Yıldız Atmosferleri Programı )

T a n s e l   A K

Danışman : Doç. Dr. M. Türker ÖZKAN

Eylül - 1992

## İÇİNDEKİLER

ÖZET.....	1
GİRİŞ.....	2
I- KATAKLİSMİK ÇİFT YILDIZLAR.....	4
Birincil Bileşen.....	3
İkincil Bileşen.....	7
Kütle Oranı.....	9
Periyot.....	9
Mutlak Parlaklık.....	11
Sınıflama.....	11
Tayf.....	16
II- MANYETİK SİSTEMLER OLARAK DQ HERCULIS YILDIZLARI.....	23
III- DQ HERCULIS YILDIZLARI.....	27
IV- DQ HERCULIS.....	34
V- VERİLER, ÖLÇÜMLER VE BULGULAR.....	42
V.1. Veriler.....	42
V.2. Ölçümler ve Bulgular.....	44
Çizgi Tanımları.....	44
Süreklilikler.....	45
Monokromatik Akılar, Sürekli Akılar, Eşdeğer geniş- likler ve İntegre Akılar.....	47
Yarı-genişlikler.....	57
VI- SONUÇLAR VE TARTIŞMA.....	60
VII- ŞEKİL.15.....	63
VIII- KAYNAKLAR.....	67

## TEŞEKKÜR

Bu çalışmada beni tecrübeleri doğrultusunda yönlendiren ve sorularıma sabırla yanıt veren danışman hocam Sayın Doç.Dr. M. Türker ÖZKAN'a teşekkür ediyorum.

Ayrıca çalışmam sırasında fikir ve bilgilerinden faydalandığım Araştırma Görevlisi Sayın A.Talat SAYGAÇ ve Astronom Sayın Hasan H. ESENOĞLU'na, manevi desteklerini her zaman hissettiğim aileme, arkadaşım Araştırma Görevlisi Sayın Tuncay ÖZİŞİK'a, ve zaman zaman yardımlarına başvurduğum tüm Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü elemanlarına teşekkür ediyorum.

Gençlere duyduğu derin güvenle bu mesleğe yönelmemde etkili ve yardımcı olan hocam Sayın Prof.Dr. Kamuran Avcıoğlu'nu rahmet ve şükranla anıyorum.

Yüksek Lisans çalışmam süresince verdiği burs ile beni destekleyen ELGİNKAN VAKFI'na teşekkür ediyorum.

Bu çalışma, FEN 335/041287 kod ve numaralı proje çerçevesinde, İ.Ü. ARAŞTIRMA FONU'nca desteklenmiştir.

## SUMMARY

In this thesis, the cataclysmic binary DQ Her is studied. Firstly, cataclysmic variables and DQ Her stars are introduced and then DQ Her is reviewed in detail. In our study, low dispersion spectra of DQ Her, obtained with the aid of the International Ultraviolet Explorer Satellite (IUE) in the time interval 1979-1986, are investigated in terms of lines and continua with respect to the measured quantities and the results are discussed.

It is shown that all emission lines in UV spectra of DQ Her exhibit eclipse behaviour and line profiles have not an important asymmetry. The MgII  $\lambda 2800$  Å emission is absent in spectra. Continuum flux distributions are generally flat and low.

None of the spectral lines in spectra are eclipsed to high degree, indicating that the lines are formed in an extended region above and below the disk. Absence of the MgII  $\lambda 2800$  Å emission shows that contribution of the secondary star to total radiation of the system in UV region is too small. The Continuum flux distributions are related to system geometry.

## ÖZET

Bu tezde, kataklismik çift yıldız DQ Her çalışılmaktadır. İlk olarak, kataklismik değişenler ve DQ Herculis yıldızları genel olarak anlatılmakta, ve daha sonra DQ Her yıldızı ayrıntılı olarak tanıtılmaktadır. Çalışmamızda esas olarak, kataklismik çift yıldız DQ Her'in International Ultraviolet Explorer (IUE) uydusu ile 1979-1986 yılları arasında alınmış, düşük dispersiyonlu morötesi tayfları gerek çizgiler gerekse süreklilikler açısından ölçülen büyüklüklere göre incelenerek sonuçlar tartışılmaktadır.

DQ Her'in morötesi tayflarındaki tüm emisyon çizgilerinin tutulma davranışı sergiledikleri ve çizgi profillerinin önemli bir asimetriye sahip olmadıkları gösterilmiştir. MgII  $\lambda 2800$  Å emisyonu tayflarda yoktur. Sürekli akı dağılımları genel olarak düz ve düşüktür.

Tayfsal çizgilerin hiçbirinin yüksek derecede tutulmuş olmaması, çizgilerin, diskin altında ve üstünde yayılmış bölgelerden kaynaklandıklarını gösterir. MgII  $\lambda 2800$  Å çizgisinin yokluğu ise, ikincil bileşenin, sistemin morötesi bölgedeki toplam ışınımına katkısının çok az olduğunu işaret eder. Sürekli akı dağılımları sistem geometrisi ile ilişkilidir.

## GİRİŞ

Elektromanyetik tayfın 900-3500 Å aralığını kapsayan morötesi astronomisindeki veriler, IUE (International Ultraviolet Explorer) uydusunun 1978 yılında hizmete girmesiyle çoğalmıştır. Daha önceleri yer-temelli gözlemler, gözlem süresi birkaç dakikayı geçmeyen roketler ve yüksekliği sınırlı olan balonlarla yapılan morötesi gözlemler, IUE uydusu ile oldukça ilerlemiştir. Bu uydu sayesinde kataklismik sistemlerin de morötesi bölgedeki gözlemleri mümkün olmuştur. Böylece bu cisimlerin morötesi ışınım yapan bölgeleri hakkında daha ayrıntılı bilgiler elde edilmiştir.

Yakın çift sistemler olan kataklismik değişen çift yıldızlar, genellikle Roche lobunu doldurmuş bir kırmızı cüce ve bir beyaz cüceden oluşurlar. Beyaz cücenin çevresinde, kaynağı kırmızı cüceden aktarılan madde olan, bir yığılma diski meydana gelir. Morötesi ışınım beyaz cüce ve çevresindeki kısımlardan yayınlanır. Kataklismik değişenler; cüce novalar, tekrarlayan novalar, novalar ve nova-benzeri yıldızlar olarak dört ana sınıfa ayrılırlar. Ayrıca cüce novalar üç, nova-benzeri yıldızlar da beş alt sınıf içerirler. Çalışmamızın konusu olan DQ Her (Nova Herculis 1934), 1934 yılında bir nova olarak keşfedilmiş, daha sonra da sahip olduğu özellikler sebebiyle nova-benzeri yıldızların bir alt sınıfına prototip olmuş ve bu alt sınıfa adı verilmiştir. Yaşlı nova DQ Her, Walker'ın (1954) onu  $4^h 39^m$ 'lik yörünge periyotlu bir tutulan çift olarak keşfetmesinden bu yana birçok çalışmaya konu olmuştur. DQ Her'in belki de en göze çarpan özelliği, Walker (1956) tarafından keşfedilmiş olan, ışık eğrisindeki 71 sn'lik osilasyondur. DQ Her'i kuşatan nebula, çarpışmalarla uyarılmış yasak çizgilerin yokluğu, kuvvetli ağır element rekombinasyon çizgilerinin varlığı ve iyonize gaz için eşî görülmemiş derecede düşük sıcaklık ( $T_e < 10^3$  K, Williams ve ark., 1978) göstermeleriyle karakterize edilen bir nebulalar sınıfının prototipidir. Nebulası şimdi yaklaşık 20' çapındadır. Yapılan çalışmalar DQ Her'in manyetik bir sistem olduğunu ortaya

koymuştur.

Bir kataklismik sistemin farklı bileşenleri, elektromanyetik tayfın değişik bölgelerinde hakimdir. Ancak sistemin eğim açısı yayınlanan morötesi ışınımında çok etkilidir. Özellikle yüksek eğim açılı kataklismik çiftlerde bu etki çok belirgindir (La Dous,1991). Çalışmamıza konu olan DQ Her'in eğim açısı  $90^\circ$  dir (Ritter,1990). Bu sebeple morötesi ışınımın yayınlandığı beyaz cüce ve çevresi büyük ölçüde örtülmektedir.

Bu çalışmada kullanılan veriler, İ.Ü. Fen Fakültesi Astro-nomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Astrofizik Programı'nca yürütülen Fen 335/041287 kod ve numaralı proje çerçevesinde, İ.Ü. Araştırma Fonu'nun desteği ile İspanya'dan getirtilmiştir. Elimizdeki veriler, IUE ile 1979-1986 yılları arasında alınmış, kısa ve uzun dalgaboyu aralığını kapsayan tayflardan oluşmaktadır. Tayfların 8 tanesi kısa dalgaboyu bölgesinde (1200-1975 Å) SWP (Short Wavelength Prime) kamerası ile 4 tanesi ise uzun dalgaboyu bölgesinde (1950-3150 Å) LWP (Long Wavelength Prime) ve LWR (Long Wavelength Redundant) kameraları ile elde edilmiştir. Tüm tayflar düşük dispersiyonludur. Tayfsal ayırma gücü SWP için 5 Å LWR ve LWP için ise 6 Å dur (Naylor ve ark.,1988).

Çalışmamızda, nova-benzeri yıldızların alt sınıfı DQ Herculis yıldızlarının bir üyesi olan DQ Her'in değişik yörünge fazlarını kapsayan 12 adet IUE tayfını inceleyerek, çizgi tanımlarını yaptıktan sonra; sürekliliklerin, çizgilerin monokromatik akıllarının, eşdeğer genişliklerinin ve yarı-genişliklerinin farklı yörünge fazlarındaki durumlarını ortaya koyduk. Bu şekilde sözkonusu değerlerin yörünge fazıyla değişimlerine bakarak ve sistemin eğim açısını da gözönüne alarak tayfsal çizgilerin tutulma davranışlarını belirledik. Süreklilikleri belirleyerek bunların değişik fazlardaki durumlarını inceledik.

## I- KATAKLİSMİK ÇİFT YILDIZLAR

Aslında amatör bir astronom olan J.R. Hind'in 1855 yılında, her yıl gökadamızın diskinde 25-35 tane olduğuna inanılan (Webbink,1989) bir nova patlamasını fark ederek bugün V841 Ophiuchi olarak bilinen novayı keşfetmesi, değişen yıldızlara duyulan ilgiyi harekete geçirmiştir. Sonraları yapılan araştırmalarda bu yıldız tipinin çeşitliliği ortaya konmuş ve daha sonra "Kataklismik Değişenler" terimi literatüre girmiştir. Aşağıda anlatılacak olan aynı temel modele dayanarak tanımlanan kataklismik değişenlerin farklı davranışları, bu modele etkileyen fizik özelliklerin değiştirilmesi yoluyla açıklanmaya çalışılmaktadır. Herbir sınıfa ait cisimlerin genel karakteristikleri açıklanabilse de bu sınıfların üyeleri tek tek ele alındığı zaman daha farklı yaklaşımlara ihtiyaç duyulabilmektedir. Ancak herhangi bir kataklismik değişen yıldız, gösterdiği özelliklere dayanarak genellikle şu ana sınıflardan birine dahil edilebilir: Novalar, Tekrarlayan Novalar, Cüce Novalar ve Nova-benzeri Değişenler. Ayrıca Simbiyotik Yıldızların da kataklismik sistemler içinde bir sınıf oluşturduğu zaman zaman öne sürülür.

Hemen hemen tüm kataklismik değişenlerin çift sistemler oldukları iki istisna dışında doğrulanmıştır. EY Cyg ve V1017 Sgr'nin çiftlikleri henüz ispatlanmamıştır. Bu sistemler için Roche modelinin geçerliği kabul edilerek sistemlerin küçük bir kısmının kutuptan görülmesi beklenir ki bu durumda ikili hareket belirlenemez. En parlak olan dolayısıyla en kolayca gözlenebilen kataklismik değişenlerin çift sistemler oldukları ispatlanmış olduğuna göre, tüm kataklismik değişenlerin çift sistemler olduklarını kabul etmek geçerli bir varsayım olacaktır.(Cla Dous, 1989).

Kısaca söylemek gerekirse, kataklismik değişenler etkileşen yakın çift sistemlerdir (Şekil.1a). Birincil bileşen bir beyaz cücedir, İkincil bileşen ise birkaç istisna dışında düşük kütleli bir anakol yıldızıdır. Roche lobunu dolduran ikincil bileşen,



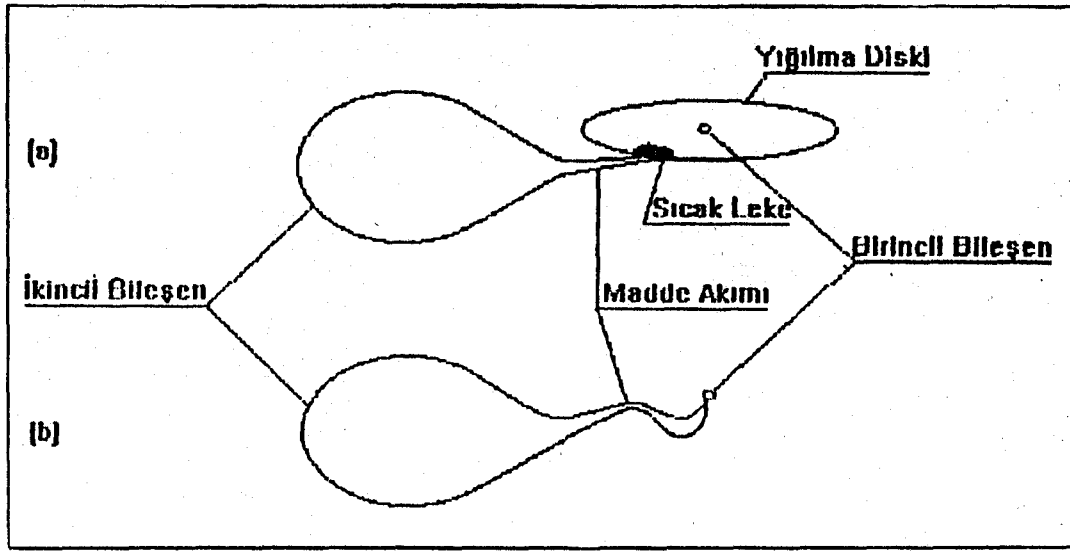
iç Lagrange noktasından kütle kaybeder. Kütle kaybı beyaz cüce doğrultusunda olmasına rağmen, açısal momentum ve beyaz cücenin küçük boyutları sebebiyle, materyal direkt olarak beyaz cüce yüzeyine ulaşamaz. Bunun yerine beyaz cüce etrafında dönen gazlı bir disk oluşturur. Söz konusu yığılma diski, nova-benzeri cisimlerde olduğu gibi, cüce nova aktivitesinin meydana geldiği yer olarak düşünülür. Transfer edilmekte olan materyalin diskin dış kısımlarına çarparak kinetik enerjisini dağıtmasıyla, bu çarpışma noktası civarında, sıcak leke olarak adlandırılan bir bölge meydana gelir.

Madde akımı çekimsel güçler tarafından idare edilmekte olduğu zaman bu model kabul edilebilir sonuçlar vermektedir. Ancak beyaz cüce bir manyetik alana sahip olduğu takdirde, manyetik alan şiddetine bağlı olarak modelde bazı değişimler yapılır. Kuvvetli manyetik alana sahip bir beyaz cüce içeren AM Herculis Yıldızları'nda (Polarlar) manyetik alan disk oluşumunu engeller ve kütle transferi yığılma kolon(lar)ı vasıtasıyla meydana gelir (Şekil.1b). Orta seviyedeki manyetik alan şiddetlerine sahip DQ Herculis Yıldızları'nda (Intermediate Polarlar), gene manyetik alanın şiddetine bağlı bir mesafede kesilen disk varlığını korurken yığılma kolonları da vardır.

#### **Birincil Bileşen**

Muhtemelen simbiyotik yıldızlar hariç, tüm kataklizmik değişenlerde birincil bileşen bir beyaz cücedir. Birincil bileşenin beyaz cüce olduğunu gösteren kanıtlar vardır. Direkt kanıtlar fotometrik ve tayfsal (spektrel) çalışmalarla elde edilirler (Smak,1985):

- a) Tutulmalar, birincil bileşenin boyutlarının beyaz cüce-lerin boyutlarında olduğunu gösterir.
- b) Absorbsiyon (soğurma) çizgilerinin geniş kanatları bir beyaz cüceye dayandırılabilir.
- c) Morötesi radyasyon, sıcak bir beyaz cücenin tayfsal dağılım karakteristiğine sahiptir.



Şekil.1.a.b. Bu şekiller manyetik olmayan (a) ve manyetik (b) kataklismik sistemleri tasvir etmektedir.

Tüm bunlar sadece beyaz cüce diğer bileşenlere göre parlak olduğu durumlarda gözlenebilir. Yani minimumdaki cüce novalarda veya düşük durumdaki VY ScI yıldızlarında. Endirekt kanıtlar ise şunlardır:

- d) Yığılma ışınım güçleri anakol yıldızları için çok yüksek, nötron yıldızlar için çok düşük görünür.
- e) Emisyon (salma) çizgilerinin tam genişliğinden çıkarılmış hızlar, disklerin iç yarıçaplarının beyaz cücelerin yarıçaplarıyla karşılaştırılabilir büyüklükte olduğunu gösterir.
- f) Çok kısa periyotlu osilasyonlar aşağıdaki bağıntı doğrultusunda beyaz cücelerin tipik ortalama yoğunluklarını ifade eder:

$$P_{\text{ort}} \propto (G\rho)^{-1/2}$$

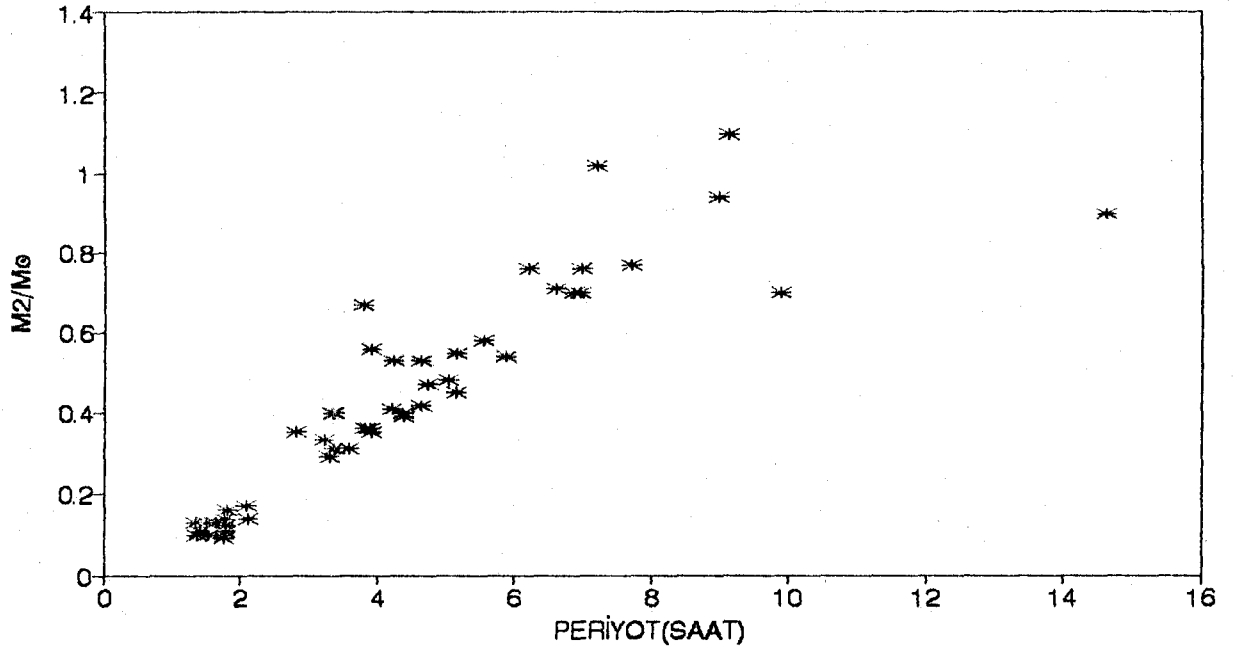
Burada  $P_{\text{ort}}$  kısa periyotlu osilasyonun ortalama periyodu,  $G$  evrensel çekim sabiti,  $\rho$  ise ortalama yoğunluktur.

Kataklismik çiftlerdeki beyaz cücelerin kütlelerini belirlemek zordur. Kütlelerin belirlenebildiği durumlarda bunların genellikle büyük oldukları görülmüştür. Kataklismik değişenlerdeki beyaz cüce kütleleri çoğunlukla 0.5-1.0 $M_{\odot}$  arasındadır. Tüm bilinen novalardaki beyaz cüce kütleleri 1.0 $M_{\odot}$ 'den azdır. Bunun-

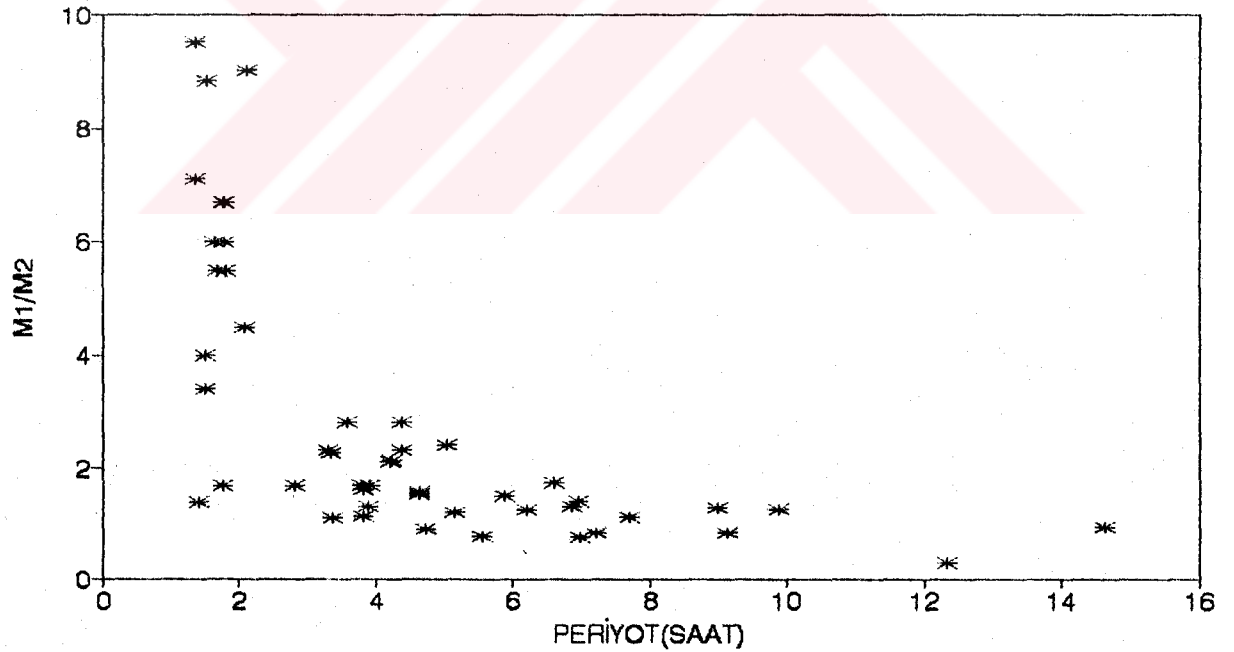
la birlikte, novaların küçük bir kısmı için sistem parametrelerinin bilinmesi ve bu parametrelerin belirlenmesindeki hatalar gözönüne alındığında bu sonucun öneminin az olduğu görülür. Yani kataklismik değişenlerin hepsinin beyaz cüce kütleleri istatistik olarak özdeş olabilir (la Dous,1989). Burada göze çarpan bir özellik, kataklismik çiftlerdeki beyaz cüce kütlelerinin tek halde bulunan beyaz cüce kütlelerinden (0.8M<sub>0</sub> civarı) oldukça büyük olmasıdır.

### İkincil Bileşen

İkincil bileşenleri G,K veya M tayfsal sınıfından düşük kütleli anakol yıldızları olan kataklismik değişen yıldızlarda, ikincil bileşenlerin parlaklık sınıfları konusunda da bazı istisnalar vardır. Nova GK Per'de (P=2 gün) ikincil bileşen bir alt devdir. Tekrarlayan nova T CrB (P=227.6 gün) bir kırmızı dev ikincil bileşen içerir. RS Oph ve V1017 Sgr tekrarlayan novalarında ise bu bileşen muhtemelen bir devdir. Bilinen tüm cüce novalar ve nova-benzeri yıldızlarda ikincil bileşen bir kırmızı cüce olmasına rağmen, yukarıda da görüldüğü gibi aksi durumlara genellikle tekrarlayan novalarda rastlamamız anlamlı olabilecek bir bulgudur (la Dous,1989). İkincil bileşenin kütlesi, sistem periyodu ile doğru orantılıdır. Yani, daha uzun periyotlu sistemlerin daha yüksek kütleli ikincillere sahip olmaları gerekir (Smak,1985). Ritter'in (1990) kataloğundan sistem tipi gözetilmeksizin alınan değerlerle çizilmiş olan Şekil.2'den bu durum açıkça görülmektedir. İkincil bileşen kütleleri 1M<sub>0</sub>'in altındadır. Ancak burada da birkaç istisna vardır; nova-benzeri değişenler V Sge ile AC CNC, sırasıyla 2.8M<sub>0</sub> ve 1.02(70.14)M<sub>0</sub> kütleli, ve cüce nova SY CNC 1.1(70.05)M<sub>0</sub> kütleli birer ikincil bileşene sahiptirler (Ritter,1990). Fakat gene parametrelerin belirlenmesindeki hatalar ve istisnai durum gösteren sistemlerin sayısının az olması gözönüne alındığı zaman, kataklismik değişenlerdeki ikincil bileşenlerin kütlelerinin 1.0M<sub>0</sub>'den az olduğu söylenebilir.



Şekil.2. Bu şekil, ikincilin kütlelerinin artışı ile yörünge periyodunun arttığını göstermektedir. (Veriler Ritter'den (1990) alınmıştır).



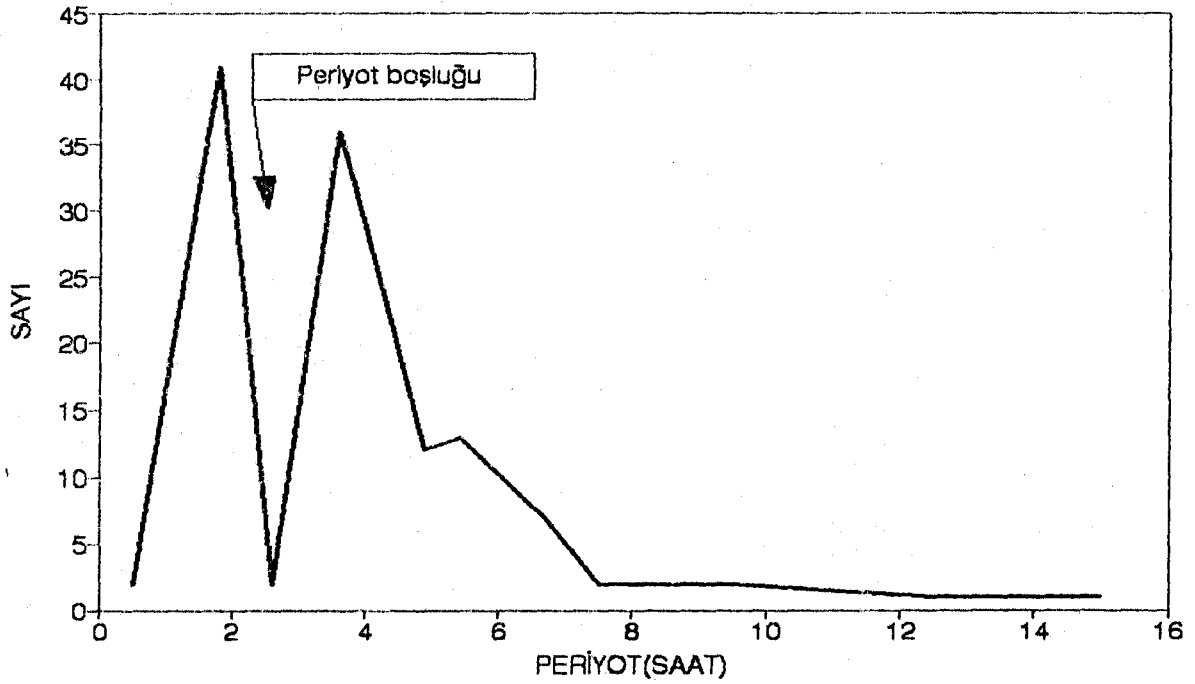
Şekil.3. Kütle oranının artışı ile yörünge periyodunun azaldığı bu şekilden görülmektedir. (Veriler Ritter'den (1990) alınmıştır)

### Kütle Oranı

Beyaz cücenin ve kütle kaybeden bileşenin kütleleri arasındaki oran  $M_1/M_2$ ; novalar, cüce novalar ve nova-benzeri yıldızlar için 1-6 arasındadır (la Dous, 1989). Uzun periyotlu birkaç sistemde 1'den biraz daha az kütle oranları (yani bileşen yıldız daha kütleli) bulunmuş olmasına rağmen, hiçbiri klasik nova olmayan bu sistemlerin sayısının az olması nedeniyle bu durumun bir anlam ifade edip etmediği açık değildir. Daha uzun periyotlu sistemlerin daha kütleli ikincil bileşenlere sahip olması gerektiği yukarıda söylenmişti; bunun bir sonucu olarak  $M_1/M_2$  oranının periyotla ters orantılı olması beklenir. Söz konusu durum Şekil.3'den görülmektedir.

### Periyot

"Catalogue of Cataclysmic Binaries, Low Mass X-Ray Binaries and Related Objects" (Ritter, 1990) isimli katalogdan sistem tipi gözetilmeksizin çizilmiş olan Şekil.4, kataklismik değişenlerin periyot dağılımını gösterir. Bu grafikten de görülebileceği gibi kataklismik değişenlerin yörünge periyotları konusunda bazı dikkate değer özellikler vardır. Tüm kataklismik değişenler 80 dakikanın üzerinde ve 15 saatten kısa yörünge periyotlarına sahiptirler. Alt sınıflar göz önüne alınmadığı takdirde novaların, cüce novaların ve nova-benzeri yıldızların aynı yörünge periyotlarına sahip oldukları söylenebilir. Sistemlerin çoğunluğu 1.3 ve 5 saat arasındaki yörünge periyotlarına sahip olmalarına rağmen, bu yoğunlaşmanın içinde kabaca 2 ve 3 saat arasında belirgin bir boşluk göze çarpmaktadır. Periyot boşluğu adı verilen bu bölgeye karşılık gelen yörünge periyotlarına sahip çok az sayıda sistem vardır: nova-benzeri değişen V795 Her 2.598 saatlik, nova V Per ise 2.571 saatlik yörünge periyotlarına sahiptirler. Kabaca verilen 2-3 saatlik aralıkta bunların dışında birkaç tane daha sistem olsa da, diğer sistemlerin yörünge periyotları yukarıdaki sınırlara çok yakın oldukları için boşluğun içinde kabul edilmeyebilirler. Hatta periyot boşluğunun sınırlarını Mattei (1990) gibi 2.25 ve 2.83 saat arasında alırsak, V795 Her ve V



Şekil.4. Ritter'den (1990) sistem tipi gözetilmeksizin alınan değerlerle çizilen bu grafik, kataklismik sistemlerin periyot dağılımını göstermektedir. Sistemlerin genel olarak yığıldıkları periyot aralıkları ve periyot boşluğu açıkça görülmektedir.

Per hariç, bu sistemler de boşluğun içine girmezler. Bazı cisimlerde yörünge periyotlarının alt ve üst sınırını belirleyen 80 dakika ve 15 saat dışındaki değerlere de rastlanmaktadır. Nova-benzeri değişen sistemler AM CVn 17.518 dakika ve GP Com 46.526 dakikalık yörünge periyodu değerine sahipken, nova GK Per için 47.923 saat ve tekrarlayan nova T CrB için 227.6 günlük (la Dous, 1989) yörünge periyotları belirlenmiştir. Periyotların alt sınıflara göre dağılımı hakkında da bazı tesbitler yapılabilir (Mattei, 1990): tüm U Gem ve Z Cam tipi cüce novalar, DQ Her ve VY Scl tipi nova-benzeri yıldızlar ve tüm novalar 3 saatten daha büyük periyotlara sahiptirler; tüm SU UMa tipi cüce novalar için (2.82 saatlik TU Men hariç) 2 saatten daha az yörünge periyotları belirlenmiştir; AM Her tipi nova benzeri değişenler 2 saatten daha az olan yörünge periyotlarına eğilimlidirler; ve AM CVn ti-

pi nova-benzeri değişenler kataklismik sistemlerde rastlanan en kısa yörünge periyotlarına sahiptirler.

Periyot boşluğu çeşitli sebeplerle meydana gelebilir; kataklismik değişenler bu bölgedeki periyotlarda oluşmuyor ve evrimleşmiyor olabilirler, veya yörünge periyotları öylesine hızlı değişir ve periyot boşluğunu öyle hızlı geçer ki sistemi bu durumdayken belirleme olasılığımız çok düşer, ya da bazen sistemde kütle transferi durur ve böylece sistem bir kataklismik çift olarak tespit edilmesini sağlayan karakteristikleri gösteremez (Mattei,1990).

### Mutlak Parlaklık

Minimumdaki cüce novaların 8 kadir civarında olan mutlak parlaklığı, bir beyaz cüceninkinden ( $M_v > 10^m$ ) çok daha parlaktır. Cüce novalar için  $M_v(\max)$  parlaklığı, artan periyotla yükselir. En kısa periyotlarda (1/2 saat)  $M_v(\max) \approx 5.3$  kadir iken,  $P \approx 7$  saatte  $M_v(\max) = 4.4$  kadirdir. Klasik novaların maksimum parlaklık durumu için  $M$ , en az -7 kadir ve minimum parlaklık durumu için ortalama olarak 4.4 kadirdir (Warner,1987). Nova benzeri yıldızların mutlak parlaklıkları, patlamadaki cüce novaların mutlak parlaklıkları ile aynı mertebede, yani  $M_v = 4-5^m$  dir. Sistem parametreleri (bileşen kütleleri, yörünge periyotları, vs.) istatistik olarak novalar, cüce novalar ve nova-benzeri yıldızlar için hemen hemen aynıdır. Ayrıca birkaç sakin nova, sakin cüce novalarinkilere çok benzer karakteristikler gösterirler. Bundan dolayı cüce novaların, nova benzeri yıldızlara evrimleşmeleri (veya tersi) -nihayet nova genişlemeleri olabileceği- ve böylece esasen evrimin farklı basamaklarında bulunan aynı sistemlerin gözlenmekte olabileceği mümkün görünmektedir (la Dous,1989).

### Sınıflama

Kataklismik değişen sistemler ışık eğrilerinin özelliklerine göre sınıflandırılırlar. Novalar, Tekrarlayan Novalar, Cüce Novalar ve Nova Benzeri Yıldızlar bu yıldız tipinin dört ana sı-

nıfıdır. Ayrıca daha önce de söylendiği gibi Simbiyotik yıldızların da kataklismik sistemler içinde bir sınıf oluşturduğu zaman zaman öne sürülür. Bazen de öyle cisimlerle karşılaşılar ki tek bir sınıfa dahil etmekte güçlük çekilir. Örneğin, WZ Sge önce tekrarlayan nova olarak sınıflandırılmışken, sonradan cüce nova sınıfının bir üyesi olmuş, yani yeniden sınıflandırılmıştır. Ayrıca, bu çalışmaya konu olan DQ Her, 1934 yılındaki erüpsiyonundan dolayı hızlı nova olarak sınıflandırılırken, sonradan nova-benzeri yıldızların bir alt sınıfına prototip olabilmıştır. Sistemlerin ışık değişimleri, dünyanın her yanında amatör ve profesyonel gözlem kuruluşları tarafından sürekli olarak takip edilmektedir.

Kataklismik değişen sistemlerin sınıflarının özelliklerinden kısaca bahsedelim (Mattei,1990):

Novalar sadece bir kez patlama aktivitesi gösteren yıldızlardır. Patlama genliği 8-18 kadirdir ve patlama sırasında  $10^{44}$ - $10^{45}$  erg'lik enerji yayınlanır. Gene bu patlamada  $10^{-5}$ - $10^{-4}$ Mo kütleli bir kabuk, 1000 km/sn mertebesindeki hızlarla fırlatılır (Webbink,1989). Novalar, maksimum parlaklıktan  $2^m$  iniş süresine göre alt sınıflara ayrılırlar. Bu iniş süresi hızlı novalar için 25 gün veya daha az, orta (moderate) novalar için 26-80 gün, yavaş novalar içinse 81 gün veya daha fazladır. Bazı novalar maksimumdan yaklaşık 120 gün sonra, optik bölgede birkaç kadirlik ani bir sönükleşme gösterirler ve bu hızlı sönükleşmeden önceki parlaklık değişiminden daha sönük bir ikinci maksimum yaparlar. Bu çalışmanın konusu olan DQ Her, bahsedilen ikinci maksimumu gösteren cisimlerin en iyi örneğidir.

Tekrarlayan novalar bir'den fazla patlama gösterirler. Bu patlamaların tekrarlama sıklığı 10 ile 100 yıl arasında veya daha fazla olabilir. Patlamaların genliği 7-9 kadirdir ve bu sırada  $10^{43}$ - $10^{44}$  erg'lik enerji yayınlanır. Maksimuma yükseliş genellikle 24 saat gibi çok kısa bir sürede olur. İniş ise birkaç ay sürebilir. Bu yıldızlarda her bir patlamaya ait ışık eğrileri hemen hemen özdeştir.



Cüce novalar'daki patlamalar daha sık olur. Her 10-500 günde veya daha uzun sürede bir meydana gelir. Patlama genliği 2-6 kadirdir ve her seferinde  $10^{38}$ - $10^{39}$  erg'lik enerji yayınlanır. Cüce novalar, ışık eğrileri temel alınarak üç alt sınıfa ayrılırlar. U Geminorum Yıldızları 30-500 gün veya daha uzun aralıklı patlamalar gösterirler. Patlamalar quasi-periyodik<sup>(1)</sup> olup genlikleri 2-6 kadirdir. Z Camelopardalis Yıldızları'ndaki patlamalar da quasi-periyodik olarak her 10-30 gün veya daha uzun sürede bir meydana gelir. Işık eğrilerinde tesadüfi aralıklarla duraksamalar olur. Bu duraksamalarda yıldızdaki parlaklık değişimleri durur ve/veya parlaklık 1 kadirden daha az olan küçük bir genlikle değişir. Duraksamalar, yıldız bir patlamadan sönmeye geçtiği zaman, genellikle maksimumdan inişin 1/3'ü kadar bir parlaklık değişimi olduğunda meydana gelirler. Duraksama süreleri ise birkaç haftadan birkaç yıla kadar değişir. Genellikle bir duraksamanın sonunda yıldız, sakin düzeye kadar sönmeye devam eder. SU Ursae Majoris Yıldızları iki farklı tipte patlama aktivitesi gösterirler. 1-3 gün süreli normal patlamalar her 10-30 gün veya daha uzun sürede bir, süper patlamalar ise daha seyrek olarak, yani her 10-15 normal patlamada bir meydana gelirler. Süper patlamalar, normal patlamalardan 0.5-1 kadir daha parlak ve periyodiktirler, öyle ki her bir yıldız iki veya daha çok süper patlama periyoduna sahiptir. Her bir periyot 3-30 çevrim sürer ve bir periyottan diğerine değişim ani olur. Ayrıca bu yıldızlarda süper hörgüçler de görülür. Süper hörgüçler bir süper patlama başlangıcından 2-3 gün sonra görülen parlaklık artışları olup, periyodiktirler ve periyotları, sistemin yörünge periyodundan %1-3 daha uzundur. Süper hörgüçlerin genlikleri, başka bir parlaklık artışı olan hörgüçlerin genliğinden %25-40 daha fazladır (hörgüçler için 0.2-0.3 kadirdir). Süper hörgüçler bir süper patlama boyunca devam ederler; yıldız sönmeye ve

---

(1) Patlamalar arasında geçen süreler birkaç patlama için hemen hemen aynı olmasına rağmen, daha sonra belirgin biçimde değişiklikleri görülür.

TİP	ΔM(Kadir)*	ENERJİ(Erg)**	TEKRARLAMA PERİYODU***
NOVA	8-18	$10^{44}$ - $10^{45}$	Tekrarlama yok
TEKRARLAYAN NOVA	7-9	$10^{43}$ - $10^{44}$	10-100+ yıl
<b>CÜCE NOVA</b>			
U GEM	2-6	$10^{38}$ - $10^{39}$	30-500+ gün
SU UMA	2-6	$10^{38}$ - $10^{39}$	10-30+ gün
Z CAM	2-6	$10^{38}$ - $10^{39}$	10-50+ gün
<b>NOVA-BENZERİ</b>			
LIX UMA	---	---	---
ANTI CÜCE	2-5	---	Anti erupsiyon
DQ HER	---	---	---
AM HER	2-5	---	Anti erupsiyon
AM CVN	---	---	---

\* PATLAMA GENLİĞİ

\*\* PATLAMADA ÇIKAN ENERJİ

\*\*\* PATLAMALARIN TEKRARLAMA PERİYODU

Çizelge.1. Bu çizelgede kataklismik değişen çift yıldızların, fotometrik özelliklerine göre bir sınıflaması görülmektedir (Mattei,1990).

süper patlama bitmeye başlarken, süper hörgüçlerin parlaklığı azalır ve sonra tamamen gözden kaybolurlar (Haefner, Schoembs, ve Vogt,1979).

Nova Benzeri Değişenler, kataklismik değişenlerin diğer türleri gibi erüptif aktivite göstermezler. Hatta bazıları 2-5 kadirlik anti-erupsiyonlar gösterirler. Patlama aktivitesindeki cüce novalara çok benzer görünürler. Bu sınıfın bazı üyeleri ışık eğrilerine dayanarak başka bir sınıfa dahil edilebilir. Geçmişte nova-benzeri olarak sınıflandırılmayan birçok cisim basitçe düzensiz değişenler olarak kabul edilmiş, bu cisimlerin bazıları için novalara veya cüce novalara benzerlikler işaret edilmiştir (la Dous,1989). Son 10-15 yıl boyunca daha çok gözlem, daha hassas gözlem teknikleri ve özellikle morötesi ve X-ışın verilerinin çoğalması, nova-benzeri yıldızların sayısında önemli bir artışı beraberinde getirmiş, ancak daha ayrıntılı bir sınıflama şemasına da ihtiyaç doğmuştur. Bu yıldızlar beş alt sınıfa ayrılırlar (la Dous,1989). UX Ursae Majoris Yıldızları erupsiyon

göstermezken, "flickering" adı verilen 1 kadir den daha küçük genlikli düzensiz ışık değişimleri sergilerler ve hörgüçler de gösterebilirler. Bu fotometrik değişimler herhangi bir düzenli örneğe uymaz. Tayfları patlama çevriminin bazı basamaklarındaki cüce novalara çok benzer. Sık sık emisyon çizgilerinin dibini kaplayan geniş absorpsiyon kabukları, emisyon veya absorpsiyon çizgileri gösterebilirler. Tayfın görünüşü değişken olabilir. Anti Cüce Novalar (veya VY Sculptoris Yıldızları) isimlerini ışık eğrilerinin görünüşünden almışlardır. Çoğunlukla parlak durumdadırlar ki bu durumda ışık eğrileri küçük genlikli değişimlere sahip bir UX UMa yıldızınınkinden ayırt edilemez. Bununla birlikte bazen parlaklıkları uzun bir süre için 2-5 kadir kadar düşer, bu durumda da minimumdaki cüce novalardan ayırt edilemezler. Söz konusu parlaklık düşüşlerinin periyodik olmadığı görülmüştür. Bu yıldızların birçok üyesinin, yukarıdaki özellikleri sebebiyle, UX UMa yıldızları alt sınıfına dahil edilmiş olabilir. Üyelerinden birinin adı olduğu için anti cüce novalara VY Sculptoris Yıldızları da denir. DQ Herculis Yıldızları (Intermediate Polarlar), tayfsal ve uzun dönemli fotometrik davranışları temel alınarak UX UMa yıldızlarından ayrılmışlardır. Çoğu zaman UX UMa yıldızlarına benzerler, bununla birlikte yüksek zaman-ayırma güçlü fotometrik çalışmalarda incelendikleri zaman, daha yüksek mertebesinde periyotlara sahip son derece kararlı pulsasyonlar gösterdikleri bulunmuştur. Bu pulsasyonlar 1 tane olabildiği gibi birkaç tane de olabilir. Sistemin beyaz cücesi orta derecede şiddetli ( $10^5-10^6$  Gauss) manyetik alana sahiptir. Bu alt sınıfın üzerinde daha sonra da duracağız. AM Herculis Yıldızları (Polarlar) yörünge periyoduyla eşzamanlı olan çok yüksek bir optik dairesel ve lineer polarizasyonla karakterize edilmişlerdir. Uzun dönemli ışık eğrileri, anti-cüce novalara benzer. Uzun periyotlu 2-5 kadirlik anti erüpsiyonlar gösterirler. Tayfları dar emisyon çizgileri tarafından kuşatılmıştır. Bu sistemlerin beyaz cüceleri şiddetli manyetik alana ( $10^7-10^8$ ) sahiptir. AM Canum Venaticorum Yıldızları'nı karakterize eden özellik, tayflarında

hiçbir hidrojen çizgisinin olmamasıdır. Şiddetli helyum çizgileri gösterirler, ama bu çizgilerin şiddetleri ve profilleri tek halde bulunan beyaz cücelerinkilerden tamamen farklıdır. Patlama göstermezler ve flickering ile quasi-periyodik osilasyonlara (sadece birkaç çevrim için kararlı kalan periyotlar gösteren osilasyonlardır, daha sonra osilasyon periyodu ve genliği belirgin şekilde değişir) sahiptirler. En kısa yörünge periyotlu kataklismik değişenler bu alt sınıfın üyesidirler. Sistem bileşenlerinin ikisinin de beyaz cüce olduğuna inanılır.

### Tayf

Elektromanyetik tayfın farklı aralıkları, bir kataklismik cismin farklı bölgeleri hakkında bilgi verir. X-ışın gözlemlerinin yığılma diski ile beyaz cüce arasında etkileşmelerin olduğu sıcak bölgeler hakkında fikir verdiği düşünülür. Morötesi ışınımın önemli kısmı yığılma diskinden yayınlanır. Optik aralık, diskin dış-soğuk kısımları hakkında, nova zarfının "fotosferi" hakkında ve ikincil yıldız üzerine bilgi verir. Kırmızıötesi süreklilik gene ikincil bileşen üzerine ve muhtemelen var olan toz zarfı ile iyonize gaz hakkında bilgi sağlar. Ve son olarak radyo ışınımı, dıştaki iyonize gaz ve/veya varsa jetler sebebiyle meydana gelir (la Dous,1991).

Kataklismik değişenlerde sürekli akı Ly  $\alpha$  civarından başlayarak kırmızıötesi bölgeye kadar sürekli olarak düşer. Bazı cüce novaların Voyager gözlemleri, Ly $\alpha$  ile 912 Å'daki Lyman sınırı arasındaki sürekliliğin düzleşmiş olduğunu göstermiştir (Polidan ve Holberg,1984). Gözlenen akı, bir yığılma diski tarafından yayınlanan akının teorik beklentileri ile oldukça iyi uyuşur. Bununla birlikte ne gözlemler ne de teori, sistem parametrelerinin yeterince iyi bir şekilde belirlenmesine yetecek kadar gelişmemiştir (la Dous,1990).

Cüce novaların sakin evredeki morötesi akı dağılımı patlama evresindeki göre fark edilebilir miktarda düzdür (daha kırmızıdır, yani akı düzeyi daha düşüktür). Cüce novalarda bu durum

dışındaki bir örneğe rastlanmadığı halde, örneğin anti-cüce nova MV Lyr'nin morötesi akı dağılımının çok düşük olduğu görülür (Szkody ve Downes,1982). Nova benzeri yıldızların bu düşük parlaklık durumunun nasıl anlaşılabilceği ya da genel olup olmadığı henüz açık değildir. Gene cüce novalarda patlama evresinde iki farklı davranış tesbit edilmiştir. İlkinde, morötesi ve optik akı yaklaşık olarak aynı anda yükselmeye başlar ve bu yükselme davranışı bir arada devam eder. İkincisinde ise, morötesi akıda optik akıya göre birkaç saatlik belirgin bir gecikme vardır. Bu durumda morötesi akı yükselmeye devam ederken optik akı maksimuma ulaşır (van Amerongen ve ark.,1987). Morötesi ve optik akının aynı anda yükselmesine çok az durumda rastlanmakla birlikte, çoğunlukla cüce novalarda görülür. Burada ilginç bir örnek SS Cygni' dir; morötesi ve optik dalgaboylarındaki akı artışı anormal bir patlamada (yani yavaş yükselme) (la Dous,1990), morötesi gecikmesi ise normal bir patlama (yani optik bölgede hızlı akı artışı) çıkışında meydana gelmiştir. Bir patlamadan sonra iniş daima tüm dalgaboylarında aynı anda gerçekleşir. Söz konusu gözlemler şu varsayım altında açıklanabilir: Morötesi gecikmesi durumunda patlama dış diskte yani beyaz cüceden uzakta başlar, akının optik ve morötesi dalgaboylarında eşzamanlı olarak yükselmesi durumunda ise patlama iç diskte başlar (la Dous, 1990). Patlama diskin dış kısımlarında başlarsa bu kısımların soğuk olması nedeniyle ışınım ilk olarak optik dalgaboylarında görülür; patlama beyaz cüceye doğru ilerleyince morötesi dalgaboylarında da ışınım görülmeye başlar. Diğer taraftan eğer patlama diskin iç kısımlarında yani beyaz cüceye yakın bölgelerde başlarsa her iki dalgaboyu aralığı da aynı anda etkilenir.

Patlama maksimumundaki cüce novaların sürekli akı dağılımları gözönüne alındığında, çift tutulma göstermeyen yani küçük eğim açılımlarına sahip sistemlerin %80'inin esasen özdeş morötesi akı dağılımlarına sahip oldukları görülür (la Dous,1991). Bu %80'in akı dağılımları, normal yıldızların akı dağılımları ile karşılaştırıldığı zaman,  $20000 \pm 2000$  °K'lik bir sıcaklığa karşılık

gelen B2-3 V-III yıldızlarının sürekliliği ile oldukça uygun olduğu görülür. Ama tabii ki tayflar gerçekte uyuşmaz, sürekliliğin genel görünüşü bakımından benzeşirler. Alınan ışının eğim açısına bağlılığına bakıldığı zaman, açı arttığında ışının daha kırmızı olduğu, yani uzun dalgalılarına doğru yüksek eğim açılarında enerjinin daha çok olduğu görülür. Bununla birlikte yaklaşık 60°'den küçük açılar için bu etki oldukça küçüktür. Bu durum, yukarıda sözü edilen çift tutulma göstermeyen (küçük eğim açılı) sistemlerin %80'inin esasen aynı morötesi akı dağılımını verdiğini gösteren bulgu ile uyumludur. Sakin durumdaki cüce novalar ve manyetik cisimler için beklenen sonuç, diskin sıcak kısımlarının görülememesi ve böylece morötesi dalgalı boylarında yayınlanan akının fazla olmaması, yani akı dağılımının kırmızı olmasıdır.

Manyetik olmayan nova-benzeri cisimlerin, patlamadaki cüce novalara hemen hemen özdeş bir sürekli akı dağılımı göstermeleri beklenir, ama bu durum pek açık değildir. Sürekliliklerin bir yoğunlaşması olsa da maksimumdaki cüce novaların durumu kadar belirgin değildir; ayrıca sürekliliklerin hemen hemen tamamı patlamadaki cüce novalardan kesinlikle daha kırmızıdır. Bu noktada halen nova-benzeri yıldızların sadece devam eden bir patlama durumundaki cüce novalar olduklarını gösteren açık bir sonuç alınabilse de morötesi bölgedeki gözlemsel sonuçlar bu yargıyı desteklemez. Nova benzeri yıldızların düşük parlaklık durumuna bakıldığında, sakın cüce novalar gibi olmadıkları, ve en azından yüksek parlaklık durumundaki çizgi radyasyonu açısından cüce nova ve manyetik olmayan nova-benzeri yıldızların birbirinden oldukça farklı oldukları görülür (La Dous, 1991).

Çizgi ışınımı geometrik sınırlamalar ve onunla bağlantılı olarak atmosferin optik olarak ince üst kısımlarındaki durumu yansıtır. Temel özellikleri henüz iyi olarak bilinmeyen yığılma disklerinin teorik tayflarını oluşturmak kolay değildir. Yüzey sıcaklıkları dış bölgelerde birkaç bin °K'den, beyaz cüce civarında birkaç onbin °K'e kadar değişir. Merkezi düzlem civarında-

ki optik olarak kalın bölge şartlarının yayınlanan ışınım alanına etkisi henüz iyi anlaşılmamıştır; burada atmosferin kendi kendine enerji üretimi için delil vardır ve optik olarak ince ve kalın alanların geometrik dağılımı açık değildir.

Optik bölgede cüce novaların sakin durum tayflarına emisyon çizgileri hakimdir ve bu çizgiler yığılma diski, sıcak leke ve sistemin gaz akımı bölgelerinden kaynaklanırlar. H ve HeI çizgileri değişmeyen bir durumdadır. HeII ve CaII çizgileri de çoğunlukla kuvvetlidir. Cüce nova tayflarında zayıf çizgilerin belirlenmesi, geniş olmaları sebebiyle güçtür. Bir cüce nova tayfındaki emisyon çizgileri patlama boyunca absorbsiyona döner. HeII  $\lambda 4686 \text{ \AA}$  çizgisi patlama sırasında bazen emisyon halinde görülür ve geniş H absorbsiyon çizgilerinin merkezlerinde dar emisyon korları da oluşur. Parlaklık sakin seviyeye düşerken tayf da sakin durum karakterine döner.

Novaların ve UX LMa tipi değişenlerin optik tayfsal özelliklerinin çoğu, patlamada veya patlama civarındaki cüce novalara nitelik olarak benzer. Bazı cisimlerde emisyon bazılarında ise absorbsiyon halinde olan H ve HeI çizgileri gene en kuvvetli çizgilerdir.  $\lambda 4686 \text{ \AA}$ 'daki He II çizgisi hemen her zaman görülebilir.  $\lambda 4640 \text{ \AA}$  civarındaki CIII ile NIII sık sık blend olarak bulunur ve patlamadaki cüce novalardakinden daha kuvvetlidir. Bu muhtemelen bir dereceye kadar daha yüksek bir yığılma oranını gösterir. Nova ve nova-benzeri yıldız tayflarının erüpsiyon yapan cüce nova tayflarına benzerliği şu düşünceye temel oluşturur: nova-benzeri sistemler, "patlamada kalmış" veya "duraksamış" cüce novalara benzerler.

Kataklizmik değişenlerin morötesi tayflarına yüksek dereceden iyonize olmuş elementlerin kuvvetli çizgileri hakimdir. Örneğin, yüksek sıcaklıkları karakterize eden CIV  $\lambda 1350 \text{ \AA}$ , SiIV  $\lambda 1400 \text{ \AA}$  ve NV  $\lambda 1240 \text{ \AA}$  çizgileri, genellikle düşük sıcaklıklarda ortaya çıkan MgII  $\lambda 2800 \text{ \AA}$  çizgisi ile sık sık bir arada bulunurlar. Birçok sakin cüce novanın tayflarında bu morötesi çizgiler emisyon halindedir ama en azından birkaç durumda absorbsiyon

çizgileri bunların yerini almıştır. Morötesi bölgedeki çizgilerin şiddetleri veya şekilleri, görsel bölgedekilerle ilişkili değildir (Wade ve Ward,1985). Bu, bizi iki yargıya ulaştırır: 1) Morötesi çizgiler, görsel bölgedeki çizgilerin olduğu yerden farklı, diskin içinde veya üstündeki bir yerden kaynaklanırlar; 2) Çizgileri oluşturmak için nispeten az materyale ihtiyaç vardır; öyleyse disk çevresindeki küçük değişimler çizgi şiddetinde büyük değişimlere yol açabilir.

Kataklismik değişenlerin morötesi tayflarında sık rastlanan çizgiler genel olarak şunlardır:  $\lambda 1400 \text{ \AA}$  SiIV;  $\lambda 1550 \text{ \AA}$  CIV;  $\lambda 1860 \text{ \AA}$  civarında AlIII ve FeIII blendi;  $\lambda 2800 \text{ \AA}$ 'da MgII;  $\lambda 1240 \text{ \AA}$  NV;  $\lambda 1300 \text{ \AA}$  SiIII;  $\lambda 1335 \text{ \AA}$  CII ve  $\lambda 1640 \text{ \AA}$  HeII.

Bazı cüce novaların patlama tayflarında CIV, SiIV, ve NV'in emisyon ve absorpsiyon bileşenleri aynı anda bulunabilir. P Cygni profili olarak adlandırılan bu çizginin merkezinde hemen hemen değişmeyen bileşen varken, absorpsiyon bileşeni 3000-5000 km/sn'lik hızlara karşılık gelen değerlerle kısa dalgaboylarına doğru kayar. P Cygni profilinin diskten uzaklaşan bir rüzgarda meydana geldiği düşünülmektedir; gözlemciye doğru hareket eden atomlar ışığı saçarak akının düşmesine sebep olurlar (Wade ve Ward,1985).

Nova benzeri değişenlerin ve novaların morötesi tayflarında da yüksek dereceden iyonize olmuş aynı elementlerin şiddetli emisyon çizgileri vardır. Optik bölgede olduğu kadar morötesi bölgede de nova-benzeri yıldızlar, tayflarının görünüşü bakımından sakin ve patlama evresi arasındaki cüce novaların uç noktalarında bir yerde bulunabilir: absorpsiyon veya emisyon tayfı, hatta ikisinin bir karışımını gösterebilirler. Bilinen birkaç duruma göre anti cüce novalar, düşük parlaklık durumları sırasında sakin sistemleri andırırken, yüksek durumlarda patlama safhasındaki cüce novalara oldukça benzerler. Hem morötesi ve hem de optik bölgede AM Her sistemleri, değişmeyen bir şekilde çok kuvvetli emisyon çizgileri yayınlamalarıyla bir istisna oluştururlar.



Kataklismik çiftlerde morötesi bölgedeki ışınımın sistemin eğim açısına bağlılığı son zamanlarda oldukça ayrıntılı bir şekilde incelenerek ortaya konmuştur (la Dous,1991): En açık durum manyetik cisimlerde görülür; hem zayıf manyetik DQ Herculis yıldızlarında hem de kuvvetli manyetik AM Herculis yıldızlarında tüm çizgiler sadece emisyon halindeyken, eşdeğer genişliğin eğim açısı ile artışı açık ve belirgindir. Bu sonuç AM Her yıldızlarındaki optik olarak ince bölgelerin yörünge düzlemine dik ışınım yaptığı varsayımı ile uyum sağlar. Buradan emisyonun manyetik eksenin eğim açısı ile değil, rotasyon ekseninin eğim açısı ile ilişkili olduğu sonucu da çıkar. Yüksek durumdaki manyetik olmayan nova-benzeri yıldızlar ve patlama maksimumundaki cüce novalar arasında ise açık farklar vardır: düşük eğim açılarında bu cisimler birbirlerinden ayırt edilemezler; morötesi rezonans çizgilerde şiddetli absorpsiyon çizgileri görülür. Eğimin artmasıyla cüce novalarda çizgiler zayıflar ve nihayet yüksek eğim açılarında hemen hemen hiçbir özelliği olmayan bir süreklilik ayrılarak çizgiler gözden kaybolurlar. Çift tutulan sistemlerde, sadece disk kenardan görüldüğü zaman çok şiddetli geniş emisyon çizgileri tayfa hakim olur. Diğer taraftan manyetik olmayan nova-benzeri yıldızlarda ise orta büyüklükteki açılarda emisyon çizgileri absorpsiyon çizgilerinin yerini alır ve açı artarken çizgi şiddeti farkedilir şekilde artar, yaklaşık  $70^\circ$  civarındaki açılarda çift tutulan cüce novalara benzerler. Bu sonuç özellikle dikkate değerdir çünkü; çoğunlukla yüksek durumdaki nova-benzeri yıldızlar temel olarak patlama durumundaki cüce novalar oldukları düşünülerek ele alınırlar. Çizgi ışınımı ile ilgilendiğimiz takdirde şu senaryo sözkonusu durumu açıklayabilir: maksimumdaki cüce novalarda yığılma diski üzerindeki korona geometrik olarak küçüktür ve diskin üzerine doğru uzanmıştır. Bu durumda korona sadece diske  $90^\circ$ 'lik eğim açısı ile bakıldığında görülebilir. Nova-benzeri yıldızlarda uzun ve muhtemelen daha kuvvetli ışınım koronanın şişmesine sebep olur. Bu durumda akresyon diskinin şiddetle ışınım yapan bölgeleri bulunsa da korona ışınımı

hakim duruma geçer. Bahsedilen tartışma sakın cüce novalar için doğru değildir. Bu senaryo sürekli akı dağılımındaki farklılıklar için de bir açıklama getirmez. Parlak durumda olmayan ve manyetik olmayan nova- benzeri yıldızlar için henüz açık bir durum bulunamamıştır.

Yayınlanan morötesi ışınımın eğim açısına bağlılığından çıkan yukarıdaki sonuçlar, sakın durumdaki cüce novalar için, sakın durum sırasında yığılma diskinin iç kısımlarındaki materyalin tüketilmiş olduğunu ve böylece optik olarak ince olduğunu iddia eden ve uzun süredir savunulan senaryoya dayanarak anlaşılabilir. Böylece diskin sadece daha soğuk dış kısımları kırmızı renklere gösterilen sürekli ışınımı yayınlar. Muhtemelen bu soğuk kısımlar tüm cisimlerde özdeş değildir, böylece gözlenen akı dağılımındaki çeşitlilik anlaşılabilir. Morötesi çizgiler beyaz cüceye yakın optik olarak ince bölgelerden kaynaklanır ve morötesi çizgi yayınlayan bölge disk düzlemi üzerine çok genişlemez. Disk yüzeyden görüldüğü zaman (küçük eğim açılarında) çizgiler en şiddetli durumda görülür ve eğim arttığı zaman şiddet süratle azalır.

Eğer beyaz cüce dikkate değer şiddette bir manyetik alana sahipse, bunun etkisi morötesi dalgaboylarında en şiddetli ışınım yapan bölgelerde muhakkak en fazladır. Bu durumda böyle sistemlerin tayflarının diğer kataklizmik değişenlerinkilerden farklı olması sürpriz olmaz. İçteki optik olarak kalın sıcak bölgenin yokluğu kırmızı sürekli ışınımı açıklar. Aynı zamanda zayıf ve kuvvetli manyetik sistemlerin bu dalgaboyu bölgesindeki çizgi ışınımını bakımından birbirlerine benzerlikler taşıdıkları anlaşılabilir. Sürpriz olan, çizgi ışınımının manyetik ekseninden ziyade yörünge düzleminin eğim açısına bağlılığıdır. Ortaya çıkıyor ki manyetik alan optik olarak ince bir korona üretir ve bu korona yörünge düzlemine dik açılarda ışınım yapar.

Mg II çizgisi yukarıda anlatılan davranışlardan hiçbirine uymaz. Bunun sebebi sözkonusu çizginin kaynağının yığılma diski değil, ikincil bileşen olmasıdır.

## II- MANYETİK SİSTEMLER OLARAK DQ HERCULİS YILDIZLARI

Birçok kataklismik değişenin görünüşü ve gösterdiği geçici değişimler, manyetik alanlara ihtiyaç duyulmaksızın anlaşılabilir; ama, daha önce de bahsedildiği gibi bazı sistemler önemli şiddette manyetik alana sahiptirler ve bu alan sistemlerin doğasını kuvvetle etkiler.

Manyetik sistemlerin temel fiziği, manyetik olmayan kataklismik değişenlerinkine özdeştir: DQ Herculis yıldızları için, bir yığılma diski doğrultusundaki ikincil yıldızın dolan Roche lobundan gelen materyal, beyaz cüce üzerine yığılır. Bununla birlikte burada beyaz cücenin manyetik alanı, yıldızdan belli bir uzaklıkta diskin iç kenarını kesecek kadar şiddetlidir. DQ Herculis yıldızlarındaki beyaz cücelerin gözlenmiş spin-up (beyaz cücenin dönme periyodunda meydana gelen azalmayı gösterir) oranları üzerine temellenmiş hesaplamalar, manyetik alanların  $10^5$ - $10^6$  Gauss mertebesinde şiddetlere sahip olduklarını gösterir. Söz konusu şiddet değeri, kuvvetli manyetik alanlara sahip beyaz cüceler içeren AM Herculis yıldızları için bu değer 1-2 mertebe daha üzerindedir (Lamb, 1985). Manyetik alan şiddetinin sınırladığı Alfven yarıçapı<sup>(2)</sup> içindeki tüm materyal, alan çizgileri ile birlikte (yani beyaz cüce ile birlikte) dönmeye zorlanır; böylece bu alandaki madde yığılması beyaz cücenin yüzeyindeki manyetik kutuplarda oluşan sıcak bölgeler üzerine yığılma kolonları boyunca meydana gelir. Beyaz cüce yörünge periyodu ile eşzamanlı dönmediğinden ve manyetik eksen genelde dönme ekseniyile aynı doğrultuda olmadığından, herbir manyetik kutuptan gelen ışık ışınları beyaz cücenin dönme periyoduyla sistemi süpürür.

---

<sup>(2)</sup> Alfven yarıçapı  $R_p$ , yığılma akımının çarpma basıncının ( $\rho v^2$ ) manyetik basınç ( $B^2/8\pi$ ) tarafından dengelendiği yarıçap olarak tanımlanmış ve şöyle verilmiştir (Warner ve Wickramasinghe, 1991):  $R_p = 2.7 \times 10^{10} \mu_{33}^{4/7} M_{16}^{-2/7} M_1^{-1/7} \phi$  cm. Burada  $M_{16}$ ,  $10^{16} \text{gs}^{-1}$  lik birimde yığılma oranı;  $\mu_{33}$ ,  $10^{33} \text{Gcm}^3$  lük birimde beyaz cücenin manyetik momenti ve  $\phi$  sabit bir faktördür (diskli yığılma için 0.5, disksiz yığılma için de 0.4'e yakın olduğuna inanılır).

X-ışın yayınlayıcıları olan manyetik kutuplar, beyaz cücenin dönmesi sebebiyle etrafı süpürürken, yığılma diskinin iç kenarında ve/veya ikincil yıldızın üzerinde sıcak bölge(ler) üretirler; böylece sistemin ışık eğrisinde ilave fotometrik periyodisiteler görülür, optik ve X-ışın pulsasyonları meydana gelir. Bu sistemlerdeki gözlem bulgularının ilki bir kataklismik değişen yıldızın normal parlaklık değişimleri olan tutulmalar, hörgüçler, vs. iken, yukarıda bahsedilen sebeplerle ortaya çıkan ilave fotometrik periyodisitelerin varlığı, sınıflamada belirleyici etkenlerden biri olarak karşımıza çıkar. Gözlenen radyasyon sistem geometrisine, manyetik eksenin yönelimine ve sistemin gözlemciye göre rölatif pozisyonuna önemli miktarda bağlıdır. Ayrıca özellikle disk geometrisindeki değişimler parlaklık değişimlerini açıklayabilir (la Dous,1989).

Manyetik kataklismik değişenlerin ayrıldıkları iki alt sınıf, DQ Herculis Yıldızları (Warner,1983,1985) ve AM Herculis Yıldızları (Liebert ve Stockman,1985) halen yaklaşık birer düzine üye içerir. DQ Herculis yıldızları ileride anlatılacak özellikleri sebebiyle tam bir bütünlük oluşturmadıklarından, son zamanlarda bazı yazarlar tarafından DQ Herculis yıldızları ve Intermediate Polar'lar adı altında iki gruba ayrılmak yoluna gidilmiştir. DQ Herculis yıldızları denildiği zaman genel olarak bu alt sınıfın üyeleri ele alınsa da, inceleme sözkonusu olduğunda ayrıntılar gruplaşmayı gerekli kılar. İleride bu konuyu tekrar ele alacağız.

Bilinen DQ Herculis sistemlerinin tipik olarak 3 saatten büyük yörünge periyotları ( $P > 3^h$ ) vardır. Bu sistemlerden gelen

---

(3) Polarizasyon, dalga karakteri taşıyan ışının elektrik alan vektörünün uzaydaki yönelimini tanımlar. Manyetik alan çizgileri boyunca hareket eden materyal, ışının polarizasyonuna sebep olur. Öyleyse manyetik sistemlerden alınan ışının bir kısmı polarizlenmiş olmalıdır. Polarizasyon yüzdesi şu şekilde hesaplanır (Sears,1963): Analizöre gelen ışının maximum şiddeti  $I_{max}$  ve minimum şiddeti  $I_{min}$  olmak üzere;

$$\text{Polarizasyon yüzdesi} = \frac{I_{max} - I_{min}}{I_{max} + I_{min}} \times 100$$

optik ışınım ya çok az polarizlenmiştir<sup>(3)</sup> ya da hiç polarizlenmemiştir ( $\ll 1$ ; Lamb ve Melia, 1987). Bu durum manyetik alan şiddetinin rölatif olarak zayıf olmasına bağlanabilir ( $B \ll 10^7 G$ ; Canalle ve Opher, 1991). Ancak polarizasyonun şiddeti, yığılma diskinin emisyonu tarafından hafifletilmiş olabilir (Barrett ve Chanmugam, 1984). AM Herculis sistemlerinin yörünge periyotları ise tipik olarak 2 saatten küçüktür ( $P < 2^h$ ). Yüksek değerlerde manyetik alan şiddetine sahip ( $2 \times 10^7 G < B < 5 \times 10^7 G$ ; Warner ve Wickramasinghe, 1991) bir beyaz cüce içeren bu sistemlerde sözkonusu manyetik alan şiddeti, beyaz cücenin yörünge periyodu ile eşzamanlı dönmesini sağlayacak kadar yüksektir (Lamb, 1985). AM Her sistemlerinden gelen optik ışınım yüksek mertebede polarize olmuştur ( $> 10$ ; Liebert ve Stockman, 1985).

DQ Herculis yıldızlarınının AM Herculis yıldızlarına evrimleşme olasılığı oldukça kabul görmüş bir düşüncedir (Chanmugam ve Ray, 1984; King, Frank ve Ritter, 1985; King, 1985; Lamb ve Melia, 1987). Bu hipotezlere göre DQ Herculis ve AM Herculis sistemleri aslında benzerdir, ama değişik evrim basamaklarında gözlenirler. Sözkonusu tanımlama çeşitli sebeplerle çekicidir: ilki, evrimleşen yakın bir çiftin yörünge periyodu  $P$  azalır. Böylece  $P > 3^h$  lik periyotlarıyla bilinen DQ Herculis sistemleri evrimleşerek AM Herculis sistemleri gibi  $P < 2^h$  lik periyotlara sahip olacaklardır. İkincisi, beyaz cücenin Roche lobu,  $P$ 'nin azalmasıyla büzülür ve bundan dolayı diskin radyal uzunluğu da azalır. Aynı zamanda kütle transfer oranı da azaldığından yığılma diski için Alfven yarıçapı artar. Sonuçta bu iki etken, diskin gözden kaybolmasına yol açar. Üçüncüsü,  $P$ 'nin azalmasıyla kütle transfer oranı ve çiftin ayrıklığı  $a$  azalırken, manyetik beyaz cüce ve (manyetik) ikincil bileşen arasındaki manyetik bağlantı, beyaz cücenin dönme periyodu yörünge periyodu ile eşzamanlı olana kadar artar. Burada sözü geçen ikincil bileşenin manyetik alanı iki yolla meydana gelir; bileşenin kendinde olan manyetik alan, ve birincil bileşenin bu yıldız üzerinde indüklediği manyetik alan. Birincil yıldızın dönme periyodunu belirleyen başka etken-

ler de vardır. Beyaz cücenin manyetik alanı ikincil yıldızdan başka, ikincil yıldız ve diskten kaynaklanan yıldız rüzgarı, ve yığılma diskinin dış kısımları ile de etkileşir. Tüm bunlar beyaz cüce için frenleyici rol oynar. Yeterince şiddetli frenleme olduğu takdirde eşzamanlı dönme ortaya çıkar (yani  $P=P_{spin}$ ); daha düşük manyetik alan şiddeti değerlerinde frenlemenin etkisi az olduğu için, birincil yıldız yığılma diskinin iç kenarındaki dönme periyoduna yakın bir dönme periyoduna sahiptir. Lamb ve Melia (1987), bu evrimleşme olayını birincilin manyetik momenti  $\mu$ 'e ( $=BR_1^3$ ; Warner ve Wickramasinghe, 1991; burada B birincilin manyetik alan şiddeti,  $R_1$  ise yarıçapıdır) bağlayarak dört ayrı durum belirlemişlerdir: (1)  $\mu < 10^{31} \text{Gcm}^3$  olan sistemler DQ Herculis sistemleri değildir ve bir manyetik alanın kanıtını ya hiç göstermezler ya da çok az gösterebilirler; (2)  $10^{31} \text{Gcm}^3 < \mu < 10^{39} \text{Gcm}^3$  olan sistemler her zaman DQ Herculis yıldızlarıdır; (3)  $10^{39} \text{Gcm}^3 < \mu < 10^{35} \text{Gcm}^3$  olan sistemler AM Herculis sistemlerine evrimleşen DQ Herculis sistemleridir ve evrimleri boyunca  $\mu$  sabit kabul edilmesine rağmen bu pek sağlam bir kabul olmayabilir; (4)  $10^{35} \text{Gcm}^3 < \mu$  olan sistemler her zaman AM Herculis yıldızlarıdır.

### III- DQ HERCULIS YILDIZLARI

Bir kataklismik değişeni DQ Herculis yıldızı (Intermediate Polar<sup>(4)</sup>) olarak sınıflamak için gözlemsel kriter, bir'den fazla fotometrik periyodun varlığıdır. Fotometrik periyotlardan biri tayfsal periyoda özdeştir ve yörünge periyodudur; diğeri ise bundan belirgin şekilde farklıdır. Tüm bu periyotlar sistemin gözlendiği her zaman tutarlı olmalıdır.

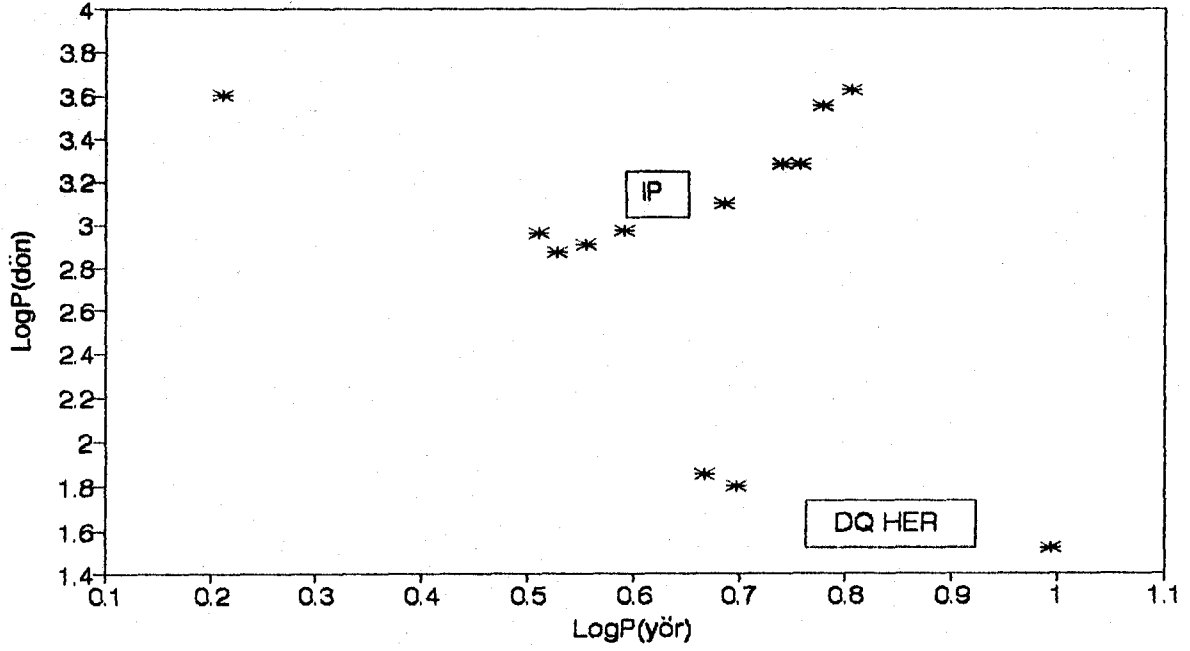
Aslında yukarıdaki tanımlama belirsizdir, çünkü bu sınıfın üyeleri kataklismik değişenlerin diğer alt sınıflarına önemli benzerlikler gösterirler.

DQ Herculis yıldızları kendi içlerinde iki gruba ayrılabilirler: ilk grup, yörünge periyodundan iki merteye daha küçük bir adet ek fotometrik periyoda sahip yıldızlar içerir. DQ Her ve AE Aqr bu gruba aittir, birkaç yıldan beri V533 Her'in de bu gruba dahil olduğu kabul edilmiştir. Orijinal olarak sadece bu yıldızlar "DQ Herculis Yıldızları" adıyla anılırlar. İkinci grup, fotometrik periyottan yaklaşık bir merteye daha küçük birkaç ek fotometrik periyoda sahip yıldızlardan oluşur. Bu cisimlerin çoğu için optik bölgede iki veya daha fazla -genellikle oldukça benzer- ek fotometrik periyot belirlenmiştir; ayrıca sık sık X-ışınlarında şiddetli yükselme gösterirler. Bu cisimler "Intermediate Polarlar" olarak kabul edilmişlerdir, çünkü sözkonusu ek periyotları, DQ Herculis yıldızlarının ek periyotları (beyaz cücenin dönme periyodu olduğu kabul edilmiştir) ile polarların periyotları arasındaki değerlerdedir. DQ Herculis sistemlerinde ne polarizasyon ne de Zeeman ayrılması gözlenemez (Cla Dous,1989).

DQ Her ve Intermediate Polarlar (IP) arasında başka farklar da vardır (Wu ve Wickramasinghe,1991): Beyaz cücenin dönme peri-

---

<sup>(4)</sup> Bu terimlerin nasıl kullanılması gerektiği konusunda genel bir anlaşma yoktur. Bazı yazarlar sözkonusu iki terimi eşdeğer olarak ele alırken, bazıları aşağıda verilmiş tanımlamalara göre bunları ayırırlar.



Şekil.5. Yörünge periyodunun logaritması ile beyaz cücenin dönme periyodunun logaritması arasında çizilen bu grafik, DQ Her Sistemleri ve Intermediate Polarlar arasındaki farkı açıkça ortaya koymaktadır. Sol üstte görülen sistem EX Hya'dır. (Değerler Wu ve Wickramasinghe'den (1991) alınmıştır).

yodunun logaritmasına karşılık sistemin yörünge periyodunun logaritması çizildiğinde iki farklı grup ortaya çıkar (Şekil 5) (Lamb ve Patterson, 1983; Warner ve Wickramasinghe,1991). Prototip DQ Herculis'i de içeren kısa dönme periyotlu sistemler, yörünge ve dönme periyotları arasında negatif bir ilişki gösterirler. Uzun dönme periyotlu sistemler, tersine,  $P_{dön}/P_{yör} \approx 0.1$ 'lik bir bandda kümeleşirler (Barret, O'Donoghue ve Warner,1988; Warner ve Wickramasinghe,1991; Wickramasinghe, Wu ve Ferrario, 1991; King, Mouchet ve Lasota,1990). IP'lerin DQ Her'lerden daha yüksek manyetik alanlara sahip olduklarına inanılır (Lamb ve Patterson,1983). IP'lerin manyetik alanları doğrudan ölçülemediği halde, alan şiddetlerinin AM Herculis yıldızları kadar yüksek olabileceği düşünülmektedir (Chanmugam ve Frank,1987). Teorik olarak bir IP, Roche lobunun oldukça içinde manyetosfere baskı yapmaya yetecek ve senkronize dönmeyi sağlayacak kadar yüksek



yıgılma oranı veren yaklaşık 20 MG'luk bir manyetik alana sahip olabilir (Chanmugam ve Ray,1984).

Aşağıda da bahsedilecek olan AE Aqr ve WZ Sge sistemlerinin sınıflaması sorunludur: her ikisi de bazen özel cüce novalar veya nova-benzeri yıldızların bir türü olarak kabul edilirler. 28 sn'lik pulsasyonu bir DQ Herculis yıldızı olarak sınıflanmasını doğrulayabilecek olsa da, WZ Sge'nin son patlaması boyunca süper hörgüçlerin belirlenmesinden bu yana bu cisim genellikle bir cüce nova veya alt-tip SU Ursae Majoris yıldızı olarak sınıflanmaktadır. AE Aqr'ya gelince, bu cismin cüce nova aktivitesi önemsiz ve düzensiz değişimlerle sınırlanmışken, göze çarpan bir özellik, 33 sn periyotlu son derece kararlı bir pulsasyondur. AE Aqr'ya aşağıda tekrar değineceğiz.

DQ Herculis yıldızları, diğer kataklizmik değişenlerin gösterdikleri uzun dönemli değişimleri sergilerler. DQ Her ve V533 Her yaşlı novalardır. DQ Her 1934'de 12.8 kadirlik, V533 Her ise 1963'de 11.3 kadirlik patlama göstermişlerdir ki bu değerler diğer novalarinkilerle karşılaştırıldığı zaman, böyle büyük genlikli patlamalara ender rastlandığı görülür. EX Hya, patlama aktivitesindeki cüce novalara çok benzer. Bu cisim 13 kadirlik bir ortalama parlaklık civarında arasıra meydana gelen 0.5-1.0 kadir genlikli değişimler gösterir. 450-500 günlük aralıklarla sadece son 4 gün için 2 kadir genlikli cüce nova benzeri erupsiyonlar sergiler (Cordova ve Riegler,1979). AE Aqr, herhangi bir fark edilebilir periyodisite olmaksızın 10-11 kadir arasında düzensiz bir şekilde değişim gösterir. AO Psc'de 13 kadirlik bir ortalama parlaklık civarında 0.4 kadir genlikli değişimler görülür (Patterson,1985). Diğer taraftan TV Col, belirlenmesinden bu yana daima 14 kadire yakın kalmıştır. Son olarak V1223 Sgr için 2-3 kadirlik beş düşüş rapor edilmiştir (Belsenere,1981).

Bu sistemlerin yörüngesel ışık değişimleri diğer kataklizmik değişenlerde rastlananlara çok benzer: hörgüçler ve tutulmalar gösterebilirler ve önemli miktarda parıldama (flickering) yapabilirler. Diğer kataklizmik değişenlerden en önemli farklı-

lıkları, ışık eğrisine sık sık çok düzensiz bir görüntü veren birkaç fotometrik periyodisitenin birarada varlığıdır.

Çalışmamızın konusu olan DQ Her (Nova Herculis 1934) daha ileride ayrıca ele alınacaktır.

Öncelikle DQ Herculis Yıldızları adı altında bir "alt Grup" oluşturan sistemlerden bahsedelim: yaşlı nova V533 Her'in 63 sn'lik tutarlı osilasyonları 1978'de keşfedilmiştir (Patterson, 1979a,b). Bu osilasyon %1'lik genliğe sahiptir ve tüm yörüngesel çevrim boyunca görülmüştür. Ancak, 1982 yılında yapılan bir gözlemede tesbit edilmesine rağmen, aynı yıl yapılan diğer bir gözlemede tamamen gözden kaybolduğu ve kuvvetli parıldama olduğu belirlenmiştir (Robinson ve Nather,1983). AE Aqr'nin saatler süren fotometrik değişkenliği, Chincarini ve Walker (1981) tarafından geniş bir şekilde araştırılmıştır. Hem radyal hız eğrisinde hem de ışık eğrisinde  $9^h53^m$ 'lık bir fotometrik periyot belirlenmiştir. Bu cisim sık sık belirgin bir flare aktivitesi safhasında bulunmuştur. Flare'ler çoğu zaman, radyal hızın maksimum ve minimum zamanları olan 0.25 ve 0.8 yörünge fazları civarında meydana gelirler. Sürekli ışık düzeyi, flarelerden, çizgilere göre daha az etkilenmiştir. Aktivitenin çoğu U bandında olurken, B bandında az, V bandında ise en azdır. Bu cismin son derece tutarlı 33.08 sn periyotlu bir osilasyonu vardır. Ayrıca, sadece flare aktivitesi arttığında gözlenebilen quasi-periyodik osilasyonlar da bulunabilir. Hem periyodik ve hem de quasi-periyodik osilasyonların genlikleri çoğunlukla genel akı düzeyinin %0.1-0.2'si mertebesinde olmasına rağmen, kuvvetli flareler boyunca sadece yaklaşık 2 dakika içinde %2'ye kadar yükseltilirler. 0.1-4.0 KeV aralığındaki X-ışın gözlemleri 33 sn'lik periyodisitenin burada da var olduğunu göstermiştir ve bu pulsasyon, optik pulsasyonla uyumludur. AE Aqr'nin optik tayfı genel olarak bir absorpsiyon tayfından ibarettir, ancak H, He I ve Ca II'nin emisyon çizgileri de vardır (Chincarini ve Walker,1981). Özellikle H çizgileri bir geniş ve bir de dar bileşen çok karmaşık bir yapı gösterirler. Bu cismin morötesi tayfı ise bir kataklis-

mik değişen için oldukça ilginçtir. Süreklilik Lya'dan kırmızıya doğru hafifçe yükselir. Çizgi tayfı yalnızca emisyonlardan ibarettir. NV  $\lambda 1240 \text{ \AA}$  ve SiIV  $\lambda 1400 \text{ \AA}$  kuvvetli, CIV  $\lambda 1550 \text{ \AA}$  çok zayıftır. SiII, SiIII, NIV'ün emisyonları da kuvvetlidir. MgII'nin  $\lambda 2800 \text{ \AA}$  çizgisinin de genellikle kuvvetli olduğu belirlenmiştir. Çizgi akısının sistemin optik parlaklıklarıyla ters ilişkili olduğunu gösteren bulgular vardır (Jameson ve ark.,1980). AE Aqr, Bookbinder ve Lamb (1985) tarafından 15 mJy'lik enerjide de belirlenmiştir.

Nova-benzeri yıldızların bir alt sınıfı olan DQ Herculis Yıldızları'nın bir kısmı da bazı yazarlar tarafından "Intermediate Polar'lar" olarak nitelenir: bu cisimlerin en ilginç EX Hya'dır. Yörünge periyodundan (98 dakika) başka, bu periyodun 1/3'ü kadar daha kısa başka bir periyoda sahiptir. Bu uzunlukta ikinci bir fotometrik periyoda sahip olduğu bilinen tek DQ Herculis sistemidir. Tüm diğer cisimler için ek fotometrik periyot değeri, yörünge periyodundan 1 veya 2 merteye daha kısadır. Optik verilerin analizi 98 ve 67 dakikalık olanlardan başka, iki periyodisite daha olduğunu gösterir: 49.1 dakikalık (yörünge periyodunun yarısı) ve 46.4 dakikalık periyotlar. Işık eğrisinde göze çarpan fotometrik bozulmalar 67 dakikalık periyotla ilişkili olarak meydana gelir; hörgüç benzeri bir şekil ortaya çıkar ve hörgüç minimumundaki parlaklık hemen hemen sabit kalır (Vogt ve ark.,1980). 67 dakikalık optik periyot 0.1-2 KeV aralığında yumuşak X-ışınlarında şiddetli bir şekilde görülür. Bu aralıkta 98 dakikalık yörünge periyodu da görülmesine rağmen genliği daha düşüktür. 1-4 KeV ve 4-9 KeV aralıklarında da 67 dakikalık periyot halen görülür (Beuermann ve Osborne,1985). EX Hya'nın akı dağılımı 1200  $\text{\AA}$ 'dan 20000  $\text{\AA}$ 'a kadar monoton bir şekilde düşer; bununla birlikte sonra durum tersine döner. Bu yükselmeden sorumlu sıcaklık miktarı 550 ve 750  $^{\circ}\text{K}$  arasına karşılık gelir ve ikincil yıldızı bu değerlerden sorumlu tutmak için çok düşüktür (Patterson, 1985). EX Hya'nın optik tayfında çok kuvvetli ve son derece geniş (tabanda 7000 km/sn) H, HeI, HeII ve diğer bazı

iyonların emisyon çizgileri vardır. Tüm H çizgileri 1000-1400 km/sn'lik bir ayrılıkla çift tepelidir (çift pikli). HeII  $\lambda 4686$  Å çizgisi tek tepelidir. Çizgi profilleri yörünge periyoduyla belirgin bir S-dalgası değişimi gösterirler (Gilliland,1982). AO Psc'nin gözlemlerinde üç ayrı fotometrik periyot belirlenmiştir; 805 sn, 859 sn ve yörünge periyodu  $3^h 35^m 5$ . Bu cisimde 805 sn'lik periyodun geçici bir olay olduğunu gösteren belirlemeler vardır; 859 sn'lik periyot daima mevcutken, 805 sn'lik periyodun bazen yok olduğu görülmüştür (van der Woerd ve ark.,1984). V1223 Sgr'de 745 sn'lik periyot kırmızıötesi dalgaboylarında da belirlenebilmesine rağmen, buna çok yakın olan 746 sn'lik periyot bu dalgaboyu bölgesinde tesbit edilememiştir (Watts ve ark.,1985). V1223 Sgr'de ve FO Aqr'da kısa fotometrik periyodun uzun dönemli olarak azaldığı tesbit edilmiştir (Jablonski ve Steiner,1987; Shafter ve Macry,1987). Bu bölüme konu olan sistemlerde genellikle fotometrik periyotlardan biri ve tayfsal periyot özdeş iken, TV Col'da sistemin yörünge periyoduna eşit bir fotometrik periyot yoktur (Hutchings ve ark.,1981). Bu yönden anti-cüce nova TT Ari'ye ve cüce nova CN Ori'ye benzer. TV Col, FO Aqr, AO Psc ve V1223 Sgr'de sert X-ışınlarında birer pulsasyon periyodu belirlenmiştir. V1223 Sgr'de bu, optik bölgede görülmeyen bir periyottur; optik bölgede 14.61 ve 13.24 dakikalık pulsasyonlar görülürken, X-ışınlarında sadece 12.4 dakikalık bir periyot görülebilir (Osborne ve ark., 1985). Diğer üç sistemde X-ışın pulsasyon periyodu, optik pulsasyon periyotlarının kısa olanına eşittir. X-ışın pulsasyonunun genliği yaklaşık %20 ve yaklaşık %90 arasında değişir. Bu sistemlerin hiçbirinin yumuşak X-ışınlarında sezilebilir bir akı artışı bulunamamıştır.

Intermediate Polarlar'ın optik ve morötesi tayfları kataklizmik değişenlerin "normal" tayflarından farklı görünmez (oldukça düz bir süreklilik ve tüm çizgiler emisyonunda) (Hutchings ve ark.,1981; Mateo ve ark.,1985; Watts ve ark.,1985). AO Psc'nin morötesi tayfı, CIV  $\lambda 1550$  Å'dan başka kuvvetli çizgi olmamasıyla dikkati çeker. TV Col, arasına, hem optik ve hem de mor-

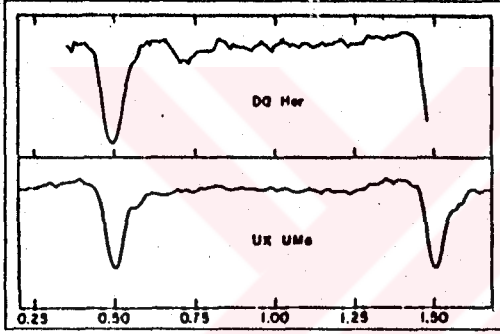
ötesi dalgaboylarında kısa bir patlama gösterir ve bu patlama sırasında CIV  $\lambda 1550 \text{ \AA}$  ve SiIV  $\lambda 1400 \text{ \AA}$  çizgileri zayıf P Cygni profillerine gelişir (Szkody ve Mateo,1984). Tüm sistemlerde yörüngesel çevrimin fazıyla değişen çizgi profilleri vardır. FO Aqr, bir S dalgasını hatırlatan şekilde Ho'da çizgi profili değişimleri gösterir ama bu değişimler sadece çizginin mavi kanadı ile sınırlanmıştır. AO Psc'deki çizgi akısının 859 sn'lik periyotla da değiştiği rapor edilmiştir (Motch ve Pakull, 1981). BG CMi ve V1223 Sgr'deki radyal hızlar, H ve HeII çizgilerinin radyal hız eğrilerinde maksimum ve minimum zamanlar, H ve He çizgileri için, birbirlerine göre farklı fazlara karşılık gelir. AO Psc ve FO Aqr için de bunun belirtileri vardır (Hutchings ve ark., 1981; Penning, 1985). FO Aqr'daki çizgi akıları yörüngesel periyotla değişir, ancak çizgi akılarının 21 dakikalık pulsasyon periyoduyla da değiştiğini gösteren bulgular vardır (Shafter ve Targan, 1982). TV Col'daki CIV  $\lambda 1550 \text{ \AA}$  çizgi akısı yörüngesel fazla değişir (Mateo ve ark.,1985).

Yukarıdaki bulguların ışığında, çalışmamızın bu bölümüne konu olan cisimler için şunlar söylenebilir: Muhtemel ek fotometrik periyotlar, yörünge periyodundan 1 veya 2 mertebe daha küçük değerlerle sınırlanmıştır; EX Hya buna bir istisnadır; Yörünge periyodu olmayan daha kısa periyodun, bazı cisimlerde uzun dönemli olarak azaldığı görülmüştür ve; bilinen iki veya muhtemelen üç sistemde fotometrik periyotlardan hiçbiri tayfsal periyoda özdeş değildir (la Dous,1989).

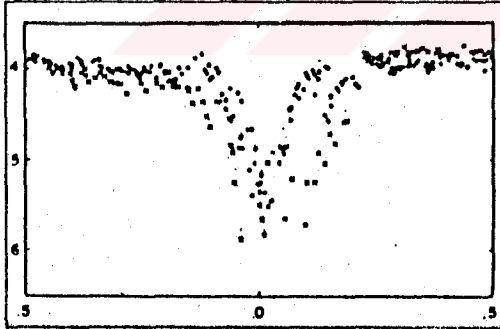
#### IV- DQ HERCULIS

DQ Her (Nova Herculis 1934), 1934 yılında bir nova olarak keşfedilmesinden bu yana kataklizmik değişenlerin en ilginçlerinden biri olarak bilinmiştir.  $4^h39^m$ 'lik tutulma ışık eğrisi ve 71 sn'lik pulsasyonu Walker (1954,1956) tarafından keşfedilmiştir. Nebulası, bu nebula'nın merkezindeki etkileşen çift yıldız sistemi ve bu sistemin 71 sn'lik pulsasyonu pekçok çalışmaya konu olmuştur. DQ Her'in özellikleri Çizelge.2. 'de gösterilmiştir.

Daha önce de bahsedildiği gibi aynı zamanda nova-benzeri yıldızların bir alt sınıfı olan DQ Herculis yıldızlarının prototipi olan DQ Her'in yörüngesel ışık eğrisi, UX UMA'ninkine özdeştir (La Dous, 1989). Yaklaşık 1 kadir derinliğinde bir tutul-



Şekil.6. DQ Her'in ışık eğrisinin UX UMA'ninkine karşılaştırılması. Dikey eksen şiddeti, yatay eksen ise yörünge fazını göstermektedir. (La Dous,1989).



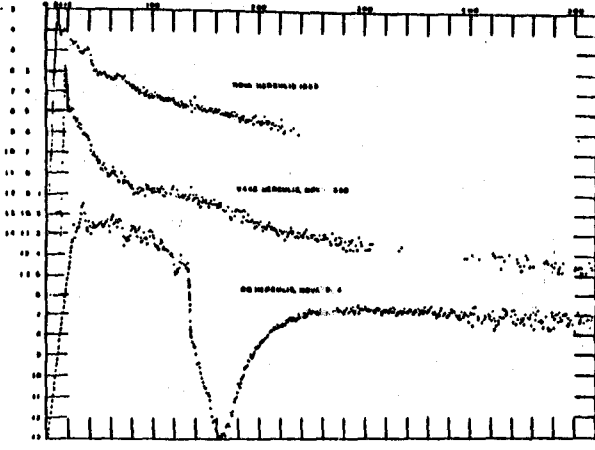
Şekil.7. DQ Her'in kırmızıötesi tutulma ışık eğrisi. Yatay eksen yörünge fazını, dikey eksen ise parlaklık değişimini göstermektedir. (La Dous,1989).

ma vardır, tutulmanın tam şekli ve genişliği çevrimden çevrime değişir. Tutulmaya giriş, çıkıştan daha kararlı görünür, çıkış asimetriktir ve çoğu zaman normal parlaklığa ulaşmadan hemen ön-

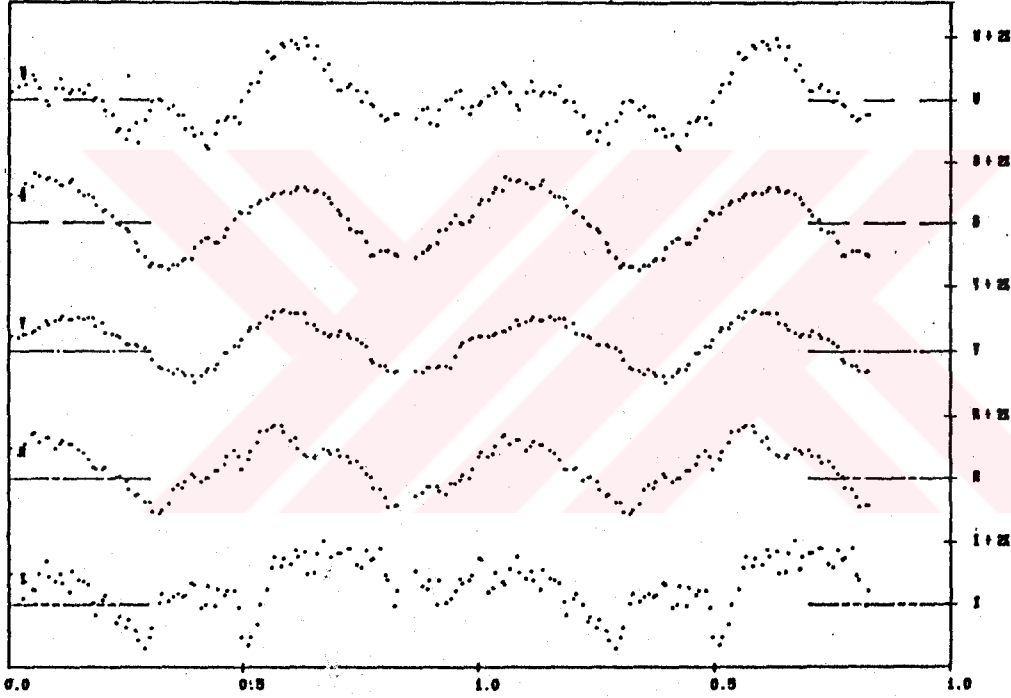
ce birkaç dakikalık bir duraksama gösterir. Çıkıştan hemen sonra 0.110 ve 0.325 fazları arasında, gene karakteri çevrimden çevrime değişen, büyük genlikli bir düzensiz değişkenlik fazı vardır. Bundan sonra ışık düzeyi yaklaşık 0.7 fazına kadar düşer ve gene yükselmeye başlarken tutulma tarafından kesilecek olan hörgüç-benzeri bir şekil görünür (Şekil.6.). Hutchings ve ark. (1979), bu hörgüç-benzeri şeklin muhtemelen sıcak lekeye direkt bakış sebebiyle meydana geldiğini söylemektedirler. Tutulma U ve V bandında, B bandındakinden daha derindir. Tutulmanın 1978 yılında azalan dalgaboyuyla daha derin olduğu gözlenmiştir, halbuki 1954'de daha sığ olduğu belirlenmiştir (Walker,1957; Schneider ve Greenstein,1979). Davranıştaki bu değişme muhtemelen nova patlaması boyunca fırlatılmış nebulanın etkisine atfedilebilir. Kırmızıötesi dalgaboylarında bu etki kısmen tersine çevrilmiştir: I rengindeki tutulma derinliği U rengindeki ile hemen hemen aynıdır (Mumford,1976). Ayrıca kırmızıötesi tutulmadaki şekil, optikdekenden daha kuvvetli bozulmaların etkisi altındadır (Şekil.7.). Optik bölgede açıkça görülen hörgüç-benzeri şekil, kırmızıötesinde görülemez (Nelson ve Olson,1976). İkincil bir tutulma belirlenememiştir.

Tutulma zamanları yaklaşık 14 yıllık bir periyotla sinüs-benzeri bir modülasyon gösterir ki 14 yıllık periyoda göre yıldızın gözlendiği rölatif olarak kısa zaman sebebiyle, bu değişimin tam anlamıyla periyodik olup olmadığı açık değildir (La Dous ,1989).

DQ Her'in ışık eğrisinde 0.2 fazı civarında meydana gelen kuvvetli, görünüşte düzensiz parlaklık değişimleri daha ayrıntılı bir incelemeyi teşvik ederek, 71 sn'lik monokromatik bir periyodisitenin ortaya çıkarılmasına yol açmıştır ( Şekil.9.). Bu pulsasyon optik bölgede en azından 8800 Å dalgaboyuna kadar, yeterince yüksek zaman-ayırma güçlü tüm gözlemlerde bulunabilir ve düzensiz bir parıldama ile üstüste binmiştir. Pulsasyonun genliği yörüngesel çevrimle değişir: 0.1 fazı civarında 0.3-0.5 kadirlik bir genliğe sahipken, 0.6 fazına kadar basamak basamak



Şekil.8. DQ Her'in ve başka iki novanın patlama ışık eğrileri. Yatay eksen zamanı, dikey eksen ise parlaklığı göstermektedir. (Mattei,1990). Bölüm.I.'de novalardan bahsedilirken, DQ Her'in, ikinci maksimum gösteren novaların en iyi örneği olduğu söylenmişti. Bu ikinci maksimum şekilde açıkça görülmektedir.



Şekil.9. DQ Her'in 71 sn'lik osilasyonunun farklı renlerdeki ışık eğrisi. Osilasyon fazının (yatay eksen) belirlenmesi keyfidir. Genlik ise (dikey eksen) sistemin tutulma-dışı parlaklığına göre rölatifdir. (Shoembs ve Rebhan,1989).



İSİM : DQ Her

ALTERNATİF İSİM : Nova Herculis 1934 (1)

KOORDİNATLAR (2000.0) :  $\alpha=18^h07^m30^s.2$ ;  $\delta=45^\circ51'32''.1$  (1)

TİP : NA, DQ (1)

MAG1\* :  $14^m.2$  (1)

MAG2\*\* :  $17^m.7$  (1)

MAG3\*\*\* :  $17^m.4$  (1)

YÖRÜNGE PERİYODU :  $0^d.193621$  (1)

EK FOTOMETRİK PERİYOT\*\*\*\* :  $71^s.0745$  (1)

TAYFSAL ÇİFTİN TİPİ : Çift çizgili tayfsal çift (1)

İKİNCİLİN TAYFSAL TİPİ : M3/V (1)

KÜTLE ORANI ( $M_1/M_2$ ) :  $1.57 \pm 0.22$  (1)

EĞİM AÇISI ( $i$ ) :  $90^\circ$  (1)

BİRİNCİLİN KÜTLESİ ( $M_1$ ) :  $(0.66 \pm 0.05) M_\odot$  (1)

İKİNCİLİN KÜTLESİ ( $M_2$ ) :  $(0.42 \pm 0.05) M_\odot$  (1)

GÖRÜM DOĞRULTUSUNDAKİ ABSORBSİYON ( $A_v$ ) :  $0^m.35$  (2)

UZAKLIK ( $d$ ) :  $420 \pm 100$  pc (3)

RENK EKSESİ [ $E(B-V)$ ] :  $0^m.1$  (4)

---

\* Minimum durumdaki maksimum parlaklık  
\*\* Tutulma ortasındaki minimum parlaklık  
\*\*\* Patlamadaki maksimum parlaklık  
\*\*\*\* Tayfsal periyottan farklı olan fotometrik periyot

(1) Ritter, 1990

(2) Ferland, 1984

(3) Ferland, 1980

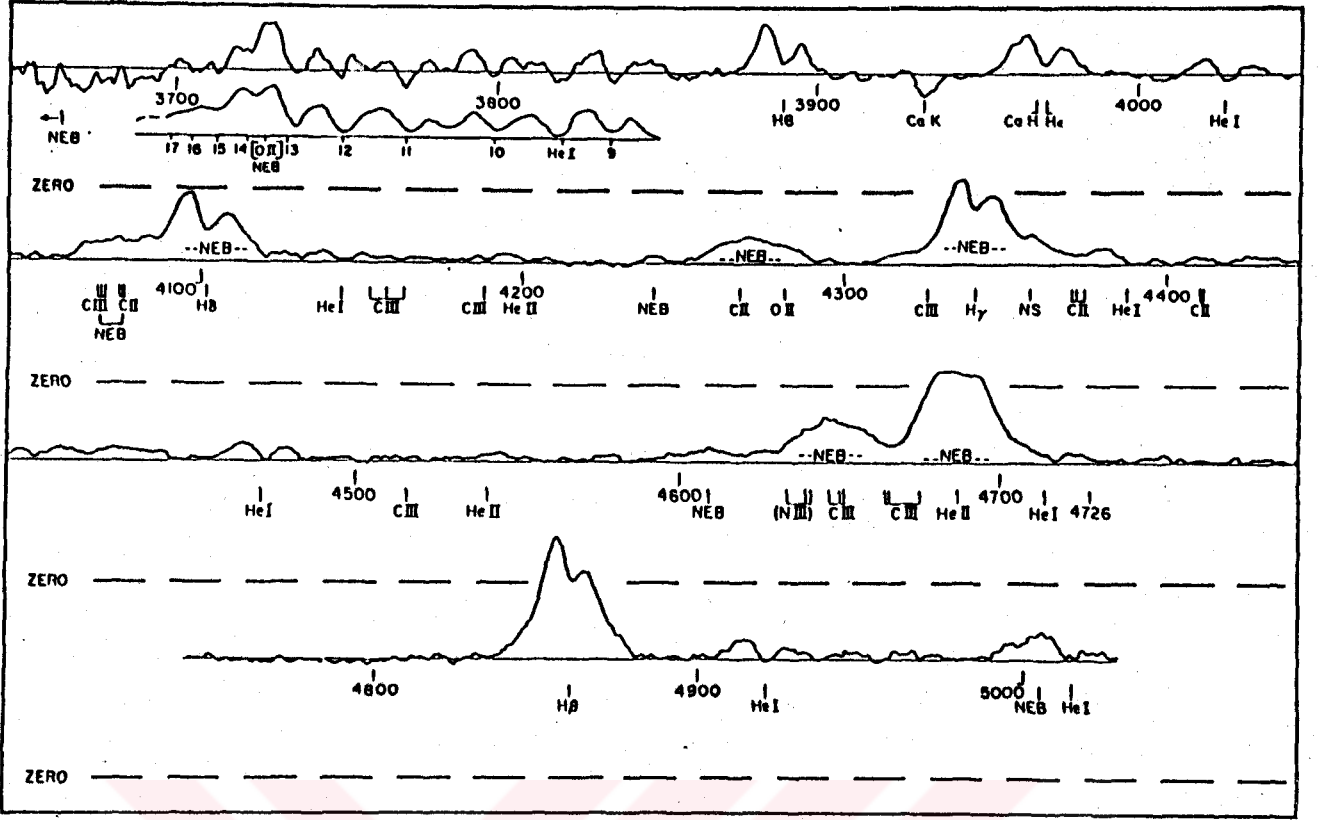
(4) Verbunt, 1987

NA : Hızlı nova

DQ : DQ Herculis sistemi

Çizelge.2. DQ Her'in bilinen özellikleri.

azalır ve 0.6 fazında güçlükle belirlenebilir. Hörgüç-benzeri şekil görünürken gene yükselir. Tutulma boyunca kuvvetli bir şekilde azaltılmıştır ve tutulma ortası civarında iki kısa an için hiç yoktur. Sonra hızla ortaya çıkarak gene 0.1 fazı civarında göze çarpar (Warner ve ark., 1972; Patterson ve ark., 1978). 71 sn'lik osilasyonun 1959'dan bu yana yapılmış tüm gözlemlerine



Şekil.10. DQ Her'in ortalama görsel bölge tayfı. (Hutchings ve ark.,1979).

bir arada bakıldığı zaman, periyotta uzun dönemli bir düşme olduğu açıkça görülmektedir (Patterson ve ark.,1978). Bu osilasyonda, tutulma boyunca  $180^\circ$ 'lik bir faz kayması meydana gelir (Schoembs ve Rebhan,1989).

DQ Her'in 50 yıldan daha uzun bir zamandır gözlenmekte olan optik tayfında CaII hariç tüm çizgiler emisyon halindedir (Şekil.10). Karbon çizgileri ender olarak şiddetlidir. H, HeI, HeII ve C çizgilerinin profilleri arasında büyük farklılıklar vardır: H ve HeI çizgileri gözlemcinin kenardan gördüğü bir disk ile uyumlu olan çift-tepeli profiller gösterirler; halbuki tüm C çizgileri tektepelidir. Yörüngesel çevrim boyunca profil değişimleri göze çarpar, özellikle tutulma boyunca tüm çizgiler önemli miktarda zayıflamıştır. Greenstein ve Kraft (1959) 1950'li yıllarda nebulanın  $H\beta$ 'ya büyük katkısı olduğunu bulmalarına

rağmen, Hutchings ve ark.(1979) daha sonra bu etkinin çok küçük olduğunu belirlemiştir. Çizgilerde çevrimden çevrime çok büyük farklılıklar görülmez. Tamamı nebulada oluşan [OIII]  $\lambda 3727$  Å çizgisi hariç, tüm çizgilerde nebular katkı %10'dan küçüktür. Yaklaşık 4075 Å'daki zayıf blend %50 kadar nebular olabilir. Williams ve ark.(1978), bu çizgiyi CII ve OII'nin bir blendi olarak tanımlamıştır. Smits (1991) ise bu çizgide CII katkısının çok küçük ve akının çoğunun OII'ye ait olması gerektiğini belirtir. Balmer çizgileri az bir düşme gösterir. HeII  $\lambda 4686$  Å sadece küçük bir çift-tepeli profil gösterir. Bununla birlikte HeII  $\lambda 4200$  Å ve  $\lambda 4541$  Å çizgileri zayıf görünür ve hem HeI ve hem de H'de görülen çift-tepeli profilleri gösterirler. 4650 Å'daki CIII/NIII blendi ve 4267 Å'daki CII profilleri yuvarlaklaşmış profillere benzerler. NIII,  $\lambda 4650$  Å'daki blende çok küçük bir katkıda bulunur ve başka hiçbir yerde görülmez. Diğer CII ve CIII çizgileri ve blendleri tayfın başka yerlerinde ( $\lambda 4070$  Å,  $\lambda 4187$  Å,  $\lambda 4326$  Å ve  $\lambda 4370$  Å) zayıf bir şekilde belirlenebilirler. CaIHK  $\lambda 3933$  Å çizgisi şiddetli bir absorpsiyon sergiler ve hız değişimi diskin dış kısımlarında meydana gelmiş olması gerektiğini gösterir.

Çift-tepeli Balmer çizgileri sürekli olarak  $V/R^{(5)}$  oranı değişimleri gösterirler ki bu durum dejenere cüceyi izleyen, görüş ekseni dışındaki bir bölgeden arttırılmış emisyonla uyumludur; yani yoğunlukla bir sıcak lekeyi gösterir. Özellikle keskin ve yüksek olan V kanadındaki tepe 0.6-0.8 fazları boyunca profilin kalan kısmından kolayca ayrılabilir; ayrıca hızı daha düşüktür. Bu durum sözkonusu tepenin, yığılma diskinin daha dışındaki düşük yoğunluklu bir bölgede meydana gelmiş olduğunu işaret eder (Hutchings ve ark.,1979). Özellikle HeII  $\lambda 4686$  Å emisyonu, tutulma boyunca bir S-dalgası değişimi gösterir; maviye kaymış materyal, kırmızıya kaymış materyalden önce tutulur (Young ve Schneider,1980).

---

(5) Mavi kanattaki tepenin şiddetinin kırmızı kanattaki tepenin şiddetine oranı

DQ Her'i kuşatan nebuladaki koşullar ( $T \approx 500$  °K ve  $N_e \approx 10^2$   $\text{cm}^{-2}$ ; Smits,1991), benzeri görülmemiş şekilde düşük sıcaklık göstermesi ve tayfsal özellikleri nedeniyle ilgi çekmiştir. DQ Her'in nebulasında, gezegenimsi nebulalarda görülen şiddetli ağır element rekombinasyon çizgilerinin birçoğu gözlenmiştir (Williams ve ark.,1978). Bu nebulanın ender görülen bir özelliği, izinli rekombinasyon çizgilerinin sadece kabuğun büyük eksenini boyunca görülmesidir; halbuki yasak [NII]  $\lambda 6584$  Å ve [OII]  $\lambda 3727$  Å çizgileri nebulanın tüm bölgelerinde esas olarak eşit şiddetlerde görülürler. Nebulada belirlenmiş çizgiler şunlardır: [OII]  $\lambda 3727$  Å, H $\epsilon$ +HeI  $\lambda 3889$  Å, H $\delta$   $\lambda 3970$  Å, NII  $\lambda 4041$  Å, OII+CII  $\lambda 4075$  Å, H $\delta$   $\lambda 4100$  Å, NII  $\lambda 4239$  Å, CII  $\lambda 4267$  Å, OII  $\lambda 4294$  Å, H $\gamma$   $\lambda 4341$  Å, HeI  $\lambda 4471$  Å, OII  $\lambda 4607$  Å, OII  $\lambda 4651$  Å, HeII  $\lambda 4686$  Å, H $\beta$   $\lambda 4861$  Å, NII  $\lambda 5005$  Å, HeI  $\lambda 5876$  Å, H $\alpha$   $\lambda 6563$  Å ve [NII]  $\lambda 6584$  Å (Williams ve ark., 1978). Bu belirlemeler Smits (1991) tarafından da onaylanmıştır. Açıkça nebulada oluşan tek morötesi çizgi ise zayıf CII  $\lambda 1335$  Å çizgisidir (Ferland ve ark., 1984).

DQ Her'in kabuğu ve bu kabuğun merkezindeki kataklismik



Şekil.11. DQ Her'in solda görülen fotoğrafı 1972'de alınmıştır. (Böhm-Vitense,1989).

çift yıldız sistemi hakkında başka bulgular da vardır: Nebulanın boyutları  $21'' \times 16''$  dir (Evans,1991). Fırlatılmış maddede bir mo-

lekülün varlığının kanıtını gösteren ilk nova olduğu gibi (Wilson ve Merrill,1935), bir klasik novayla ilişkili Hz'nin ilk keşfi de son zamanlarda bu cismin nebulasında yapılmıştır (Evans 1991). Kabuğun kütlesi 420 pc'lik bir uzaklık için  $2.2 \times 10^{-4} M_{\odot}$  dir (Ferland ve ark.,1984; Martin,1989). Bu cisim kırmızıötesi bölgede de belirlenmiştir (bir IRAS kaynağı olarak). DQ Her 60-100  $\mu\text{m}$  aralığında yaklaşık  $2.3 \times 10^{32}$  erg/sn'lik ( $5.7 \times 10^{-2} L_{\odot}$ ) bir toplam ışımaya sahiptir. Bu dalgaboyu aralığında belirlenen çizgiler ise şunlardır: [OI] 44.1 ve 63.2  $\mu\text{m}$ , [SiII] 44.8 ve 68.5  $\mu\text{m}$ , [SI] 56.3  $\mu\text{m}$ , [SiIII] 57.0 ve 92.3  $\mu\text{m}$ , [OIII] 51.8 ve 88.3  $\mu\text{m}$  [NIII] 57.3 ve 71.0  $\mu\text{m}$ , [OIV] 54.2  $\mu\text{m}$ , [NIV] 48.3 ve 69.4  $\mu\text{m}$  (Harrison ve Gehrz,1991).

## V. VERİLER, ÖLÇÜMLER VE BULGULAR

### V.1. Veriler

Bu çalışmada DQ Her'in, IUE (International Ultraviolet Explorer) uydusu ile 1979-1986 yılları arasında alınmış, 1200-3150 Å dalgaboyu aralığını kapsayan 12 adet düşük dispersiyonlu tayf incelenmiştir. Tayfsal ayırma gücü SWP için 5 Å, LWR ve LWP için 6 Å dur. (Naylor ve ark., 1988). Söz konusu veriler, İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Astrofizik Anabilim Dalı tarafından yürütülen Fen 335/041287 kod ve numaralı proje çerçevesinde, İ.Ü. Araştırma Fonu'nun desteği ile İspanya'dan getirtilmiştir.

Elimizdeki tayfların 8 tanesi kısa dalgaboyu bölgesinde (1200-1975 Å) SWP (Short Wavelength Prime) kamerası ile, 4 tanesi ise uzun dalgaboyu bölgesinde (1950-3150 Å) LWP (Long Wavelength Prime) ve LWR (Long Wavelength Redundant) kameraları ile elde edilmiştir. Tayflarda genellikle gürültü miktarı fazladır. Bunun bir sebebi yıldız sönük olduğu için gözlem sırasında, yıldızın takip edilmesinde yakındaki başka bir yıldızdan yararlanılması, ve bunun sonucu olarak da esas gözlenecek cismin yarığın kenarına düşmüş olmasıdır. Zaman zaman tayflarda rastlanan ve bir emisyon veya absorpsiyon çizgisine benzeyen bazı şekiller ise kamera yüzeyinden kaynaklanan hatalardır. Ayrıca dedektörün zemin gürültüsünün nispeten fazla olması da tayf kalitesini olumsuz yönde etkiler (Cordova ve Mason, 1985).

DQ Her'in tayflarının Çizelge.3.'de özetlenmiş özelliklerinden de görülebileceği gibi, bunların 2 tanesi 1979, 1 tanesi 1980, 4 tanesi 1982, 4 tanesi 1985 ve 1 tanesi de 1986 yılında alınmıştır. Poz süreleri 20 dakika ile 180 dakika arasında değişir. Maalesef yörüngesel çevrimin tamamını kapsamayan (sadece kısa veya sadece uzun dalgaboyu tayfları için) tayfların içinde bir tutulma-ortası tayfının bulunması en azından sevindirici bir durumdur. Fazlar Patterson ve ark. (1978) tarafından verilen şu değer temel alınarak hesaplanmıştır:

TAYF NO	TARİH (YIL AY GÜNÜ)	BASLANGIÇ (CUT)	POZ SÜRESİ DAK.	JD (2440000+)	FAZ ARALIĞI	MERKEZİ FAZ
SWP 6358	79 09 02	09 38	090	4117.901	0.22-0.55	0.39
SWP 6848	79 10 13	03 32	165	4159.647	0.83-0.42	0.13
LWR 7500	80 04 14	12 38	180	4344.026	0.10-0.74	0.42
LWR 13864	82 08 05	05 51	060	5186.744	0.51-0.72	0.62
SWP 17593	82 08 05	07 00	080	5186.792	0.76-0.04	0.90
SWP 17614	82 08 07	02 36	120	5188.609	0.14-0.57	0.35
SWP 17615	82 08 07	05 41	040	5188.737	0.80-0.95	0.87
SWP 25440	85 03 13	03 59	024	6137.666	0.77-0.85	0.81
SWP 25441	85 03 13	04 44	040	6137.697	0.93-0.07	0.00
LWP 5512	85 03 13	05 28	020	6137.728	0.09-0.16	0.12
SWP 25442	85 03 13	05 56	060	6137.747	0.19-0.40	0.29
LWP 7730	86 02 28	17 09	085	6490.215	0.59-0.89	0.74

Çizelge.3. DQ Her'in bu çalışmada incelenen tayflarının özellikleri.

Minimum Işık=JDO 2434954.94425  
+0.19362087E

burada E, epok numarasıdır (E=0,1,2,3,...).

Tayflar, bölümümüzde Doç. Dr. M. Türker Özkan tarafından önceki yıllarda hazırlanmış bir bilgisayar programı kullanılarak indirgenmiş ve uydudan gelen ham veriler kullanılabilir duruma getirilmiştir.

## V.2. Ölçümler ve Bulgular

### Çizgi tanıları

İndirgenmiş veriler, bir hazır bilgisayar programında tayf haline getirilerek, çizgilere ait akı-dalgaboyu değerleri okunduktan sonra, tayfsal çizgiler için alınan dalgaboyu değerlerinden, Moore'un (1962) "An Ultraviolet Multiplet Table" isimli dalgaboyu tabloları yardımıyla, çizgi tanıları yapılmıştır.

Bu tayflarda görülen en ilgi çekici özellik, kataklismik cisimlerin uzun dalgaboylu IUE tayflarında sık rastlanan MgII  $\lambda 2800 \text{ \AA}$  çizgisinin olmayışıdır. Bu çizgi LWR 7500'de çok zayıf bir emisyon halinde gibi görünse de, kesin varlığından söz edebilmek zordur. Bu noktadan hareketle DQ Her'in uzun dalgaboylu IUE tayflarında MgII  $\lambda 2800 \text{ \AA}$  çizgisinin olmadığını söyleyebiliriz.

DQ Her'in kısa dalgaboylu morötesi tayflarında tanısı yapılan çizgiler şunlardır: Ly $\alpha$   $\lambda 1215.674 \text{ \AA}$ , NV  $\lambda 1238.800 \text{ \AA}$ , CII  $\lambda 1334.515 \text{ \AA}$ , SiIV  $\lambda 1402.730 \text{ \AA}$ , CIV  $\lambda 1550.768 \text{ \AA}$  ve HeII  $\lambda 1640.490 \text{ \AA}$ . Söz konusu çizgilerin tamamı, tüm tayflarda emisyon halindedir. Verilen dalgaboyu değerleri laboratuvar dalgaboylarıdır. Burada adı geçen Ly $\alpha$   $\lambda 1215.674 \text{ \AA}$  çizgisi arz koronasında olduğu, yani çalıştığımız cisme ait olmadığı için (La Dous, 1991) çalışmanın bundan sonraki kısımlarında ele alınmayacaktır.

Bazı emisyon çizgilerinin varlıkları güçlüklerle belirlenebi-



lır ve/veya yapıları çok düzensizdir. NV, CII, SiIV ve CIV çizgileri, bazıları çok zayıf ve/veya çok düzensiz olsa da tüm tayflarda mevcuttur. Sadece HeII çizgisi SWP 17593 tayfında yoktur. Tayflardaki en şiddetli çizgi, genel olarak kataklismik değişenlerde rastlanan en şiddetli çizgi olan CIV çizgisidir.

DQ Her'in elimizde bulunan tayflarındaki çizgilerin hız ölçümleri yapılmaya çalışılmışsa da elde edilen sonuçlardan tayfların hız ölçümüne uygun olmadıkları görülmüştür. Bu nedenle sözkonusu değerler çalışmamızda verilmeyecektir.

### Süreklilikler

Kataklismik cisimlerin IUE tayflarında sürekliliklerin belirlenmesinde kullanılabilecek bir bilgisayar programı henüz geliştirilememiştir. Bizim de bu konuda yaptığımız çalışmalar olumlu bir sonuç vermemiştir. Böylece sürekliliklerin belirlenmesi için, tayfları bir hazır bilgisayar programında oluşturarak süreklilik noktalarına ait akı-dalgaboyu değerleri okunduktan sonra, başka bir hazır bilgisayar programında bu akı değerleri arasında lineer interpolasyon yapılmak yoluna gidilmiştir. Süreklilik noktaları, gürültünün ortalamasına gelecek şekilde, tayfin nisbeten düz gittiği yerlerde daha az sayıda, tayfin değişim gösterdiği yerlerde ise daha çok sayıda alınmıştır. Çizgi kanatlarında, kanatların uç noktalarına oldukça yakın değerler alınmıştır.

Sürekli tayf ortalama akı değerleri Çizelge.4.'de verilmiştir. Bu ortalama sürekli akı değerleri, tayfsal çizgiler dışındaki bölgelerde okunan sürekli akı miktarlarının bir ortalamasını gösterir. Böylece çizgilerden kaynaklanan akı yükselmeleri gözönüne alınmamış olur.

DQ Her'in tayflarında süreklilik oldukça düşüktür. Yaşlı nova GK Per'in morötesi tayflarında çizgi tabanındaki sürekli akı değerleri  $0.61-41 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sn}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  aralığında değişirken, cüce nova Z Cam'in morötesi tayflarında çizgi tabanındaki

sürekli akı değerleri  $103-365 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sn}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  aralığında değişmektedir (Esenoğlu, 1990). Halbuki DQ Her'de sözkonusu büyüklük  $0.09-2.2 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sn}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  arasında değişmektedir. Rastgele seçilen bu iki sistemle yapılan karşılaştırmadan DQ Her'in sürekli akı düzeyinin düşüklüğü açıkça görülebilir.

Emisyon çizgilerinin bulunduğu bölgelerde yükselme fark edilse de süreklilikler oldukça düzdür. Tayflarda genel olarak

FAZ	$F_c(\text{ort})$
0.00	0.54
0.13	1.61
0.29	0.48
0.35	0.89
0.39	1.25
0.81	1.56
0.87	1.02
0.90	0.13

**Çizelge.4.** Ortalama sürekli akılar. ( $10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sn}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ )

özellikle CIV  $\lambda 1550 \text{ \AA}$  çizgisi civarında önemli bir yükselme meydana gelmekte, yani bu çizgi civarında sürekli akı, çizginin etkisi ile artmaktadır. Ancak SWP 17593'de (faz=0.90) süreklilik,  $1600 \text{ \AA}$  civarındaki çok hafif düşme hariç, tüm tayflar içinde en düşük ve tayfın her yerinde düz bir şekildedir. SWP 25442'de (faz=0.29) CIV  $\lambda 1550 \text{ \AA}$  çizgisi sürekliliğinin biraz yükselmesine sebep olsa da SiIV  $\lambda 1400 \text{ \AA}$  ve HeII  $\lambda 1640 \text{ \AA}$  civarında sürekli tayf yüksekliği daha fazladır. SWP 25440 (faz=0.81), SWP 17614 (faz=0.35), SWP 17615 (faz=0.87), SWP 6848 (faz=0.13) ve SWP 25441'de (faz=0.00) süreklilik en yüksek konumuna gene CIV  $\lambda 1550 \text{ \AA}$  çizgisi civarında ulaşmaktadır. SWP 6358'de (faz=0.39) HeII  $\lambda 1640 \text{ \AA}$  çizgisi civarındaki sürekli tayf yüksekliği, CIV  $\lambda 1550 \text{ \AA}$  civarındaki ile aynı düzeydedir.

Herbir tayf için  $20 \text{ \AA}$ 'da bir alınan sürekli akı değerleri kullanılarak sürekliliklere bir hazır bilgisayar programı yardımıyla birer üstel fonksiyon fit edilmiş ve böylece sürekli akının dalgaboyu ile değişimi ifade edilmiştir.

Sürekliliklerin tayfın daha kırmızı bölgesine doğru gidişleri de bazı tayflarda diğerlerine göre daha farklı bir durum sergiler. Katakлизмik sistemlerin morötesi tayflarının kısa dalgaboyu bölgesinde, dalgaboyu büyüdükçe sürekli akı miktarında genellikle düşme meydana gelir. DQ Her'in elimizde bulunan kısa dalgaboylu IUE tayflarındaki sürekli akının dalgaboyu ile deği-

şını Şekil.12.'de verilmiştir. Sürekli akı değerlerine fit

TAYF	FAZ	$F_{\lambda}^{\alpha}$
SWP 25441	0.00	$\lambda^{-1.16}$
SWP 6848	0.13	$\lambda^{0.40}$
SWP 25442	0.29	$\lambda^{0.40}$
SWP 17614	0.35	$\lambda^{1.12}$
SWP 6358	0.39	$\lambda^{1.03}$
SWP 25440	0.81	$\lambda^{0.97}$
SWP 17615	0.87	$\lambda^{1.12}$
SWP 17593	0.90	$\lambda^{-0.48}$

**Çizelge.5.** Sürekli akıların fit edildiği üstel fonksiyonlar.

edilerek bulunan üstel fonksiyonlardan da görülebileceği gibi (Çizelge.5.); SWP 6848, SWP 25442, SWP 6358, SWP 25440, SWP 17615 ve SWP 17614 tayflarında dalgaboyu büyüdükçe, beklenenin aksine, sürekli akı hafifçe artmaktadır. Ancak artış miktarının düşüklüğü gözönünde bulundurulurken, bu tayflardaki sürekliliklerin genel olarak düz oldukları söylenebilir. SWP 17593 ve SWP 25441'de ise sürekli akı artan dalgaboyu ile hafifçe azalmaktadır ki

burada da süreklilikler düz kabul edilebilir.

Monokromatik akılar, sürekli akılar, eşdeğer genişlikler ve integre akılar

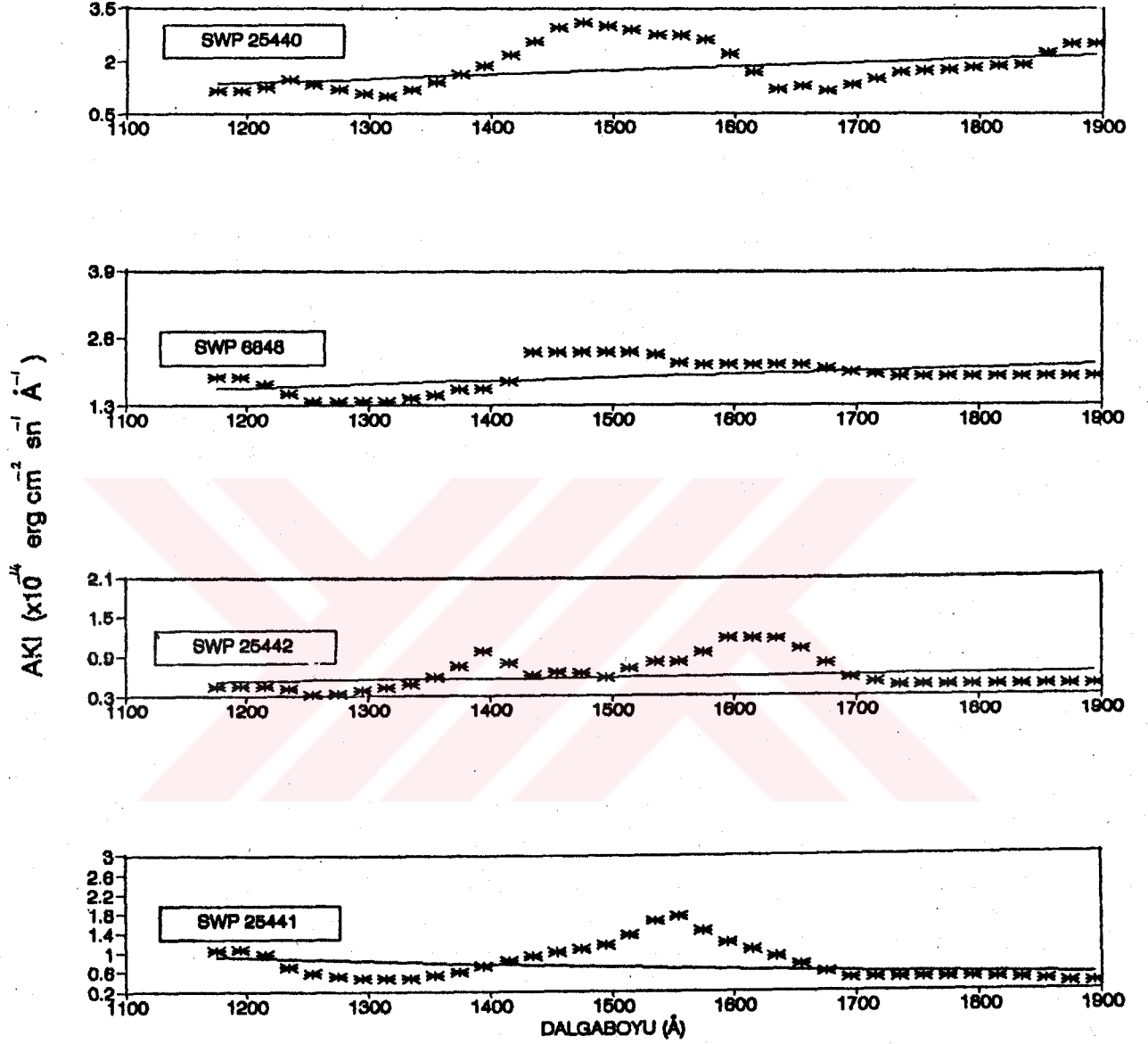
Çizgilerin monokromatik akı değerleri ve çizginin tabanındaki sürekli akı değerleri (çizginin merkezi dalgaboyuna karşılık gelecek şekilde), bir hazır bilgisayar programı kullanılarak doğrudan ölçülmüştür.

Elde edilen veriler üzerinde, herbir dalgaboyu değeri için, bu dalgaboyu değerine karşılık gelen akı (F) ile aynı dalgaboyuna karşılık gelen sürekli akı değerleri ( $F_{\lambda c}$ ) arasında,

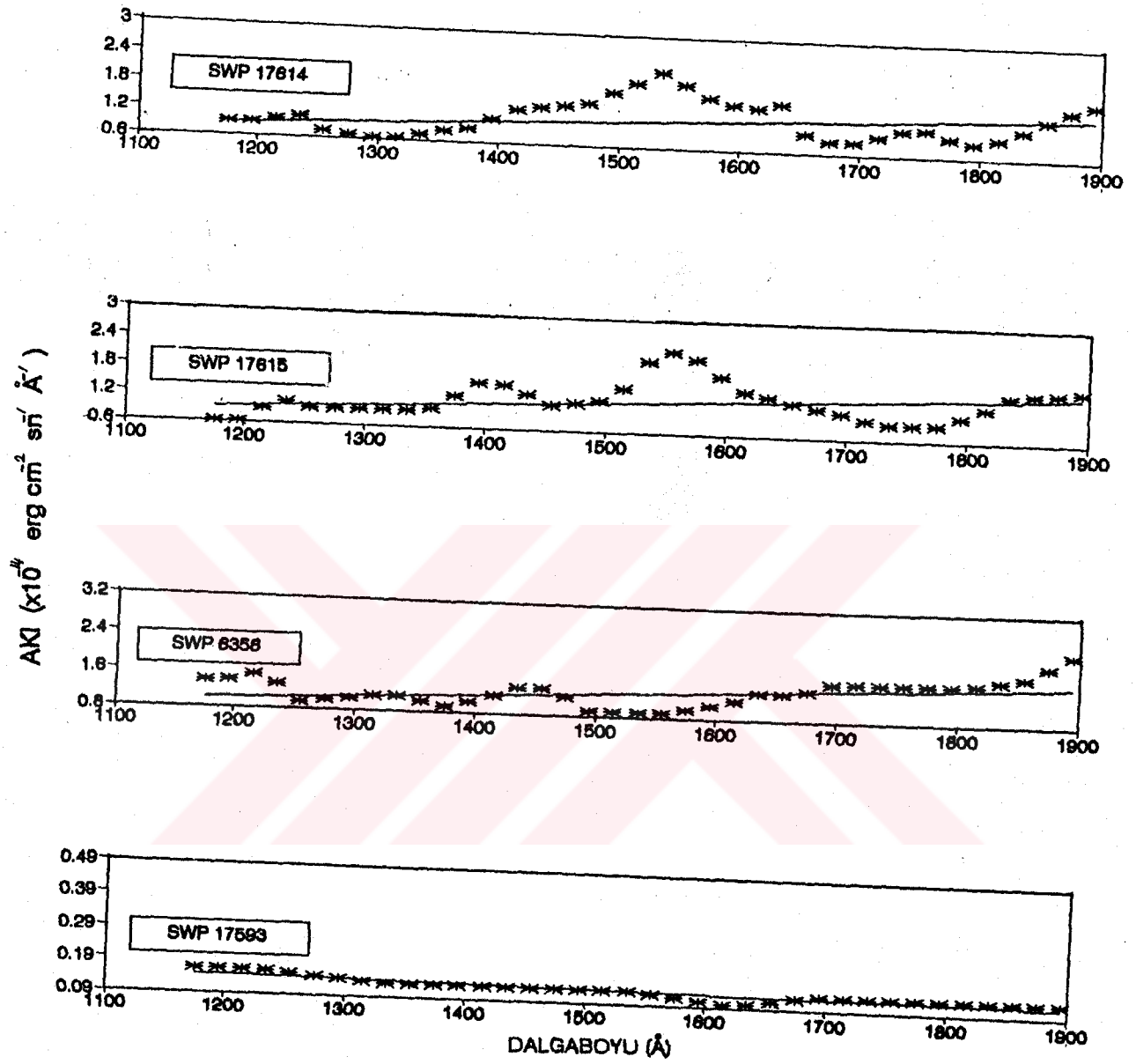
$$\frac{F}{F_{\lambda c}}$$

oranı oluşturulduktan sonra, tayf, bu oran ve dalgaboyu arasında çizilerek düzleştirilmiştir. Daha sonra düzleştirilmiş tayflar üzerinden üçgen metodu ile eşdeğer genişlik değerleri ölçülmüştür. (Bilindiği gibi eşdeğer genişlik; alanı bir çizgi profili içinde kalan alana eşit olan dikdörtgenin taban uzunluğudur). Herbir çizgi için, çizgiye ait integre akı değeri de şu bağıntı kullanılarak hesaplanmıştır:

$$F = F_{\lambda c} \times W_{\lambda}$$



Şekil.12. DQ Her'in kısa dalgaboylu tayflarının 20'şer Å ara ile alınmış süreklilik noktaları ve bunlara yapılan fitler. (Simgeler süreklilik noktalarını, çizgi ise fiti göstermektedir)



Şekil.12. (devam)

burada F integre akı ( $\text{erg cm}^{-2}\text{sn}^{-1}$ ),  $F\lambda_c$  çizginin merkezi dalga-boyuna karşılık gelen sürekli akı değeri ( $\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$ ), ve  $W\lambda$  da eşdeğer genişliktir ( $\text{\AA}$ ).

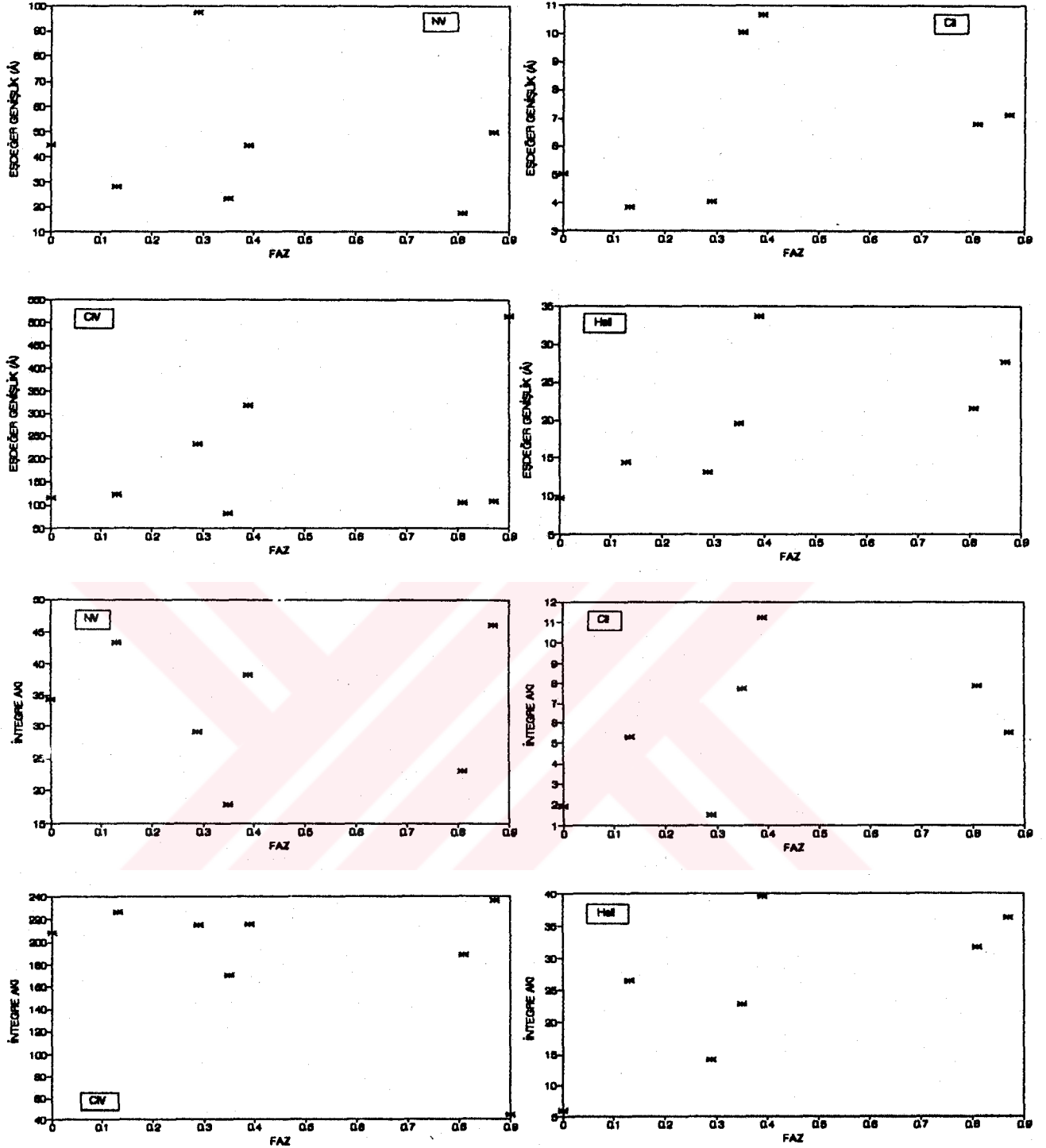
Eşdeğer genişlik ölçümlerindeki hatalar %17'den fazla değildir. Aynı hata miktarı integre akı hesapları için de verilebilir. Herbir çizgi için eşdeğer genişlik, integre akı, monokromatik akı ve çizgi tabanındaki sürekli akı değerleri, Çizelge .6.'de faz'a bağlı olarak verilmiş ve Şekil.13.'de bu değerlerin fazla değişimleri grafik haline getirilmiştir. Düzensiz yapılı çizgilerde eşdeğer genişlik ve yarı-genişlik ölçümleri yapılamamıştır.

NV  $\lambda 1238 \text{ \AA}$  çizgisi, SWP 17593 tayfı dışındaki tüm tayflarda çok belirgindir. SWP 17593'de ise gürültü seviyesindedir. SWP 6358 ve SWP 6848 dışındaki tayflarda çift-tepeli profiller gösterir, hatta SWP 17614'de çizgi profili ayrıntılı incelenirse üç-tepeli bir yapı fark edilebilir. Bu çizgi en yüksek monokromatik akı değerine 0.39 yörünge fazına karşılık gelen SWP 6358 tayfında ulaşır. Tutulma tayfı olan SWP 25441'deki (faz=0.00) akı değeri, merkezi tutulmayı da içine alan SWP 17593'deki (faz=0.90) akı değerinden daha yüksektir. Monokromatik akı 0.00 fazından sonraki 0.13 fazında daha yüksektir. Daha sonra akı, sırayla 0.29 ve 0.35 fazlarında basamak basamak azalırken, 0.39 fazında ani bir yükselme gösterir. 0.81 ve 0.87 fazındaki akı değerleri 0.39 ve 0.13'dekine yakın olduğu halde, 0.90 fazında ani bir düşme meydana gelir. Çizgi tabanındaki sürekli akı değerleri gözönüne alındığında, bunun en düşük değere 0.29 fazında ulaştığı görülür; en yüksek değere ise 0.13 fazında ulaşır. 0.35 ve 0.39 fazındaki sürekli akı değerleri tutulmadakine yakındır. 0.81 fazında oldukça yükselen çizgi tabanındaki sürekli akı miktarı, 0.87'de 0.39'dakine yakın bir ani düşme ve 0.90 fazında da hafif bir yükselme gösterir. Integre akı 0.87 fazında en yüksek değere ulaşırken 0.35 fazında en düşük seviyesindedir. NV çizgisinin eşdeğer genişliği ise en yüksek değerine 0.29 ve en düşük değerine 0.81 fazında ulaşırken, tutulmadaki

FAZ	0.00	0.13	0.29	0.35	0.39	0.81	0.87	0.90
NV	WA	44.62	28.13	97.49	23.23	44.32	17.54	49.76
	F	34.35	43.32	29.08	17.89	38.32	23.05	46.05
	F $\lambda$	5.3064	6.5217	4.9213	3.8926	7.2390	6.5207	6.3053
	F $\lambda_c$	0.7699	1.5399	0.2983	0.7699	0.8647	1.3140	0.9254
CII	WA	5.01	3.83	4.04	10.05	10.68	6.79	7.16
	F	1.91	5.30	1.52	7.74	11.23	7.87	5.51
	F $\lambda$	1.0294	2.4043	1.2289	1.8508	2.2940	3.0797	2.7761
	F $\lambda_c$	0.3813	1.3844	0.3760	0.7699	1.0512	1.1586	0.7699
SIIV	WA	----	----	----	----	----	----	----
	F	----	----	----	----	----	----	----
	F $\lambda$	3.0487	7.0658	6.8777	5.9240	6.7599	9.6507	8.6529
	F $\lambda_c$	0.6922	1.6953	0.6145	1.3193	0.9890	----	1.46947
CIV	WA	116.42	122.29	232.26	81.21	318.23	105.71	108.62
	F	208.49	226.33	214.93	170.68	215.80	186.20	236.17
	F $\lambda$	22.706	30.936	18.165	18.776	23.687	35.977	28.880
	F $\lambda_c$	1.7909	1.8508	0.9254	2.1018	0.6781	1.7804	2.1743
HeII	WA	9.64	14.32	13.06	19.57	33.70	21.56	27.62
	F	5.92	26.50	14.12	22.88	39.62	31.68	36.29
	F $\lambda$	2.7152	7.8819	4.9913	5.6026	7.9218	6.6106	8.1855
	F $\lambda_c$	0.6145	1.8508	1.0808	1.1691	1.1756	1.4695	1.3140

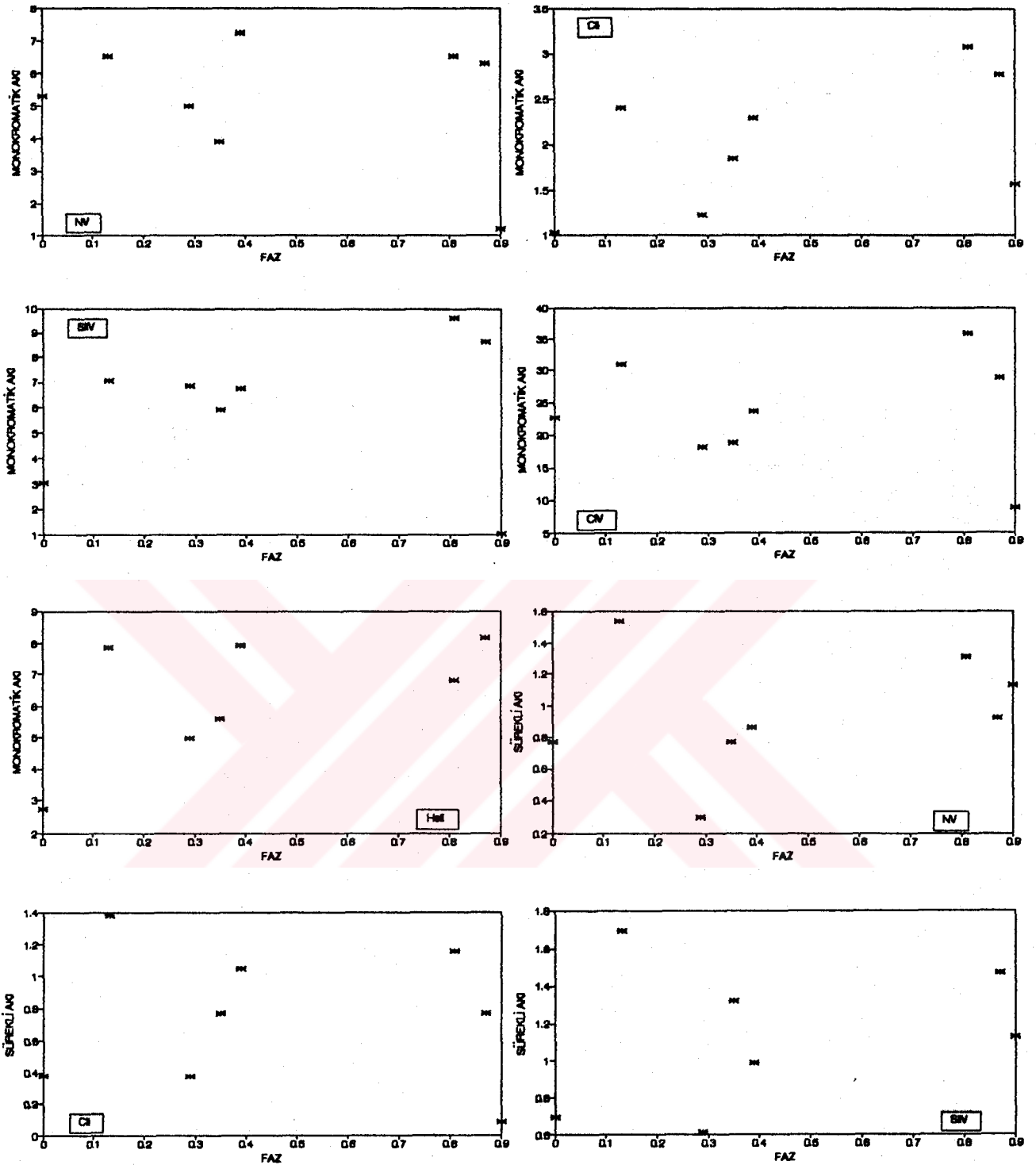
WA: Eşdeğer genişlik (Å); F: İntegre akı ( $10^{-14}$  erg.cm $^{-2}$ .s $^{-1}$ ); F $\lambda$ : Monokromatik akı ( $10^{-14}$  erg.cm $^{-2}$ .s $^{-1}$ .Å $^{-1}$ ); F $\lambda_c$ : Sürekli akı düzeyi ( $10^{-14}$  erg.cm $^{-2}$ .s $^{-1}$ .Å $^{-1}$ ).

Çizelge.6. DQ Her'in bu çalışmaya konu olan tayflarında, tanısı yapılan çizgilerin eşdeğer genişlik, monokromatik akı, integre akı ve çizgi tabanındaki sürekli akı değerleri.

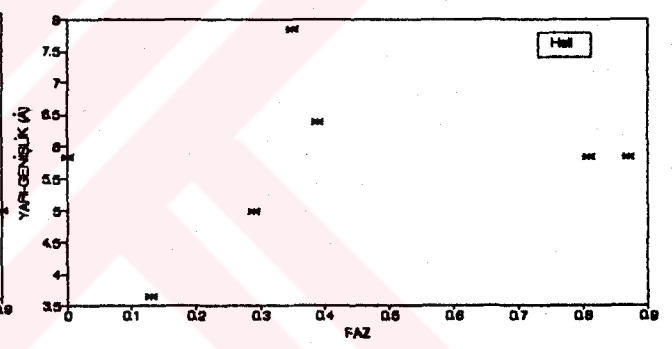
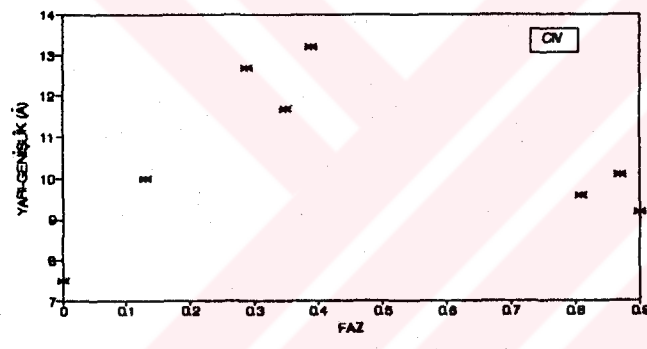
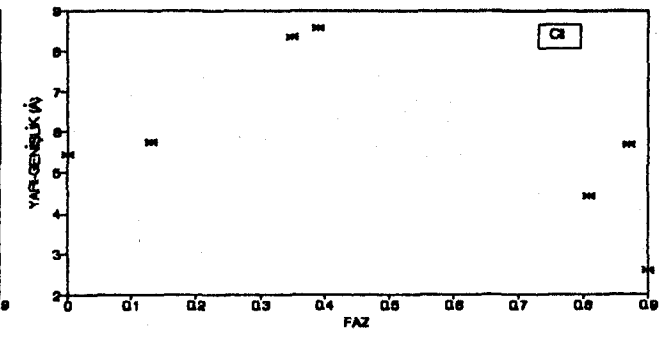
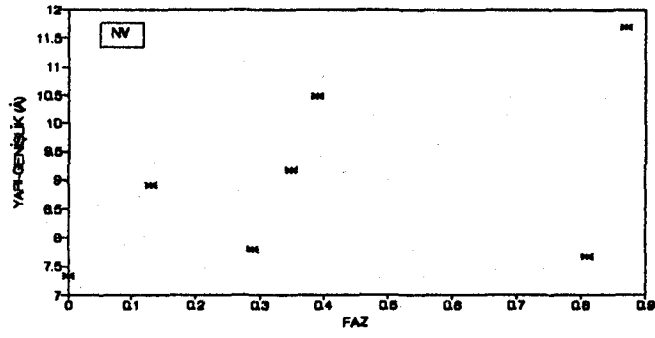
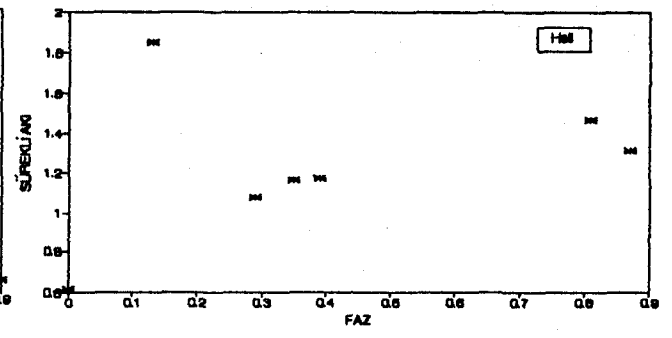
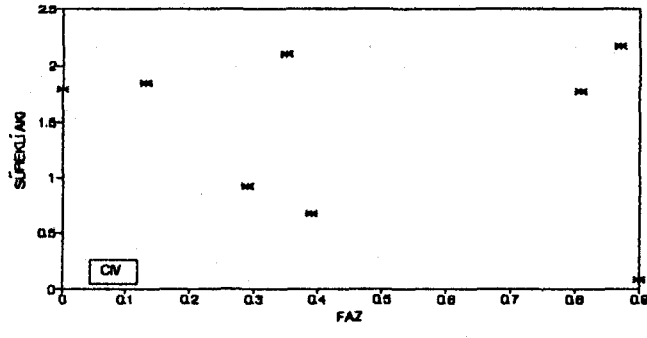


Şekil.13. DQ Her'in kısa dalgaboylu morötesi tayflarında bulunan tayfsal çizgilerin eşdeğer genişlik, integre akı, monokromatik akı, çizgi tabanındaki sürekli akı ve yarı genişliklerinin yörünge fazı ile değişimleri.





Şekil.13. (devam)



Şekil.13. (devam)

değeri, 0.39 ve 0.87 fazlarındakine yakındır.

CII  $\lambda 1335 \text{ \AA}$  çizgisi, DQ Her'in IUE tayflarındaki en zayıf ve dolayısı ile en güç belirlenebilen çizgidir. 0.00 ve 0.29 fazlarında çift-tepeli yapı gösterirken, diğer fazlarda tek-tepelidir. Sadece 0.39 fazında çift-tepeli bir yapı hissedilse de kesin bir yargıya varılamaz. Monokromatik akı değerinin en yüksek olduğu faz 0.81, en düşük olduğu faz ise 0.00'dır. Monokromatik akı 0.29 fazından 0.39'a doğru basamak basamak artar. 0.81 fazından 0.90'a doğru ise oldukça dik bir şekilde azalır. Aynı değişim tarzı çizgi tabanındaki sürekli akıda da görülürken, çizgi tabanındaki sürekli akının maksimum değeri 0.13, minimum değeri 0.90 fazında karşımıza çıkar. İntegre akılara bakıldığında, bunun da 0.29 fazından 0.39 fazına doğru bir artış görülür ve 0.81'den 0.87'ye doğru da azalır. İntegre akının en düşük değeri 0.29 ve en yüksek değeri de 0.39 fazındadır. CII  $\lambda 1335 \text{ \AA}$  çizgisinin eşdeğer genişlikleri tutulmadan 0.29 fazına doğru giderken 0.13'de en düşük değere ulaşır; daha sonra meydana gelen ani artışla eşdeğer genişlik 0.39 fazında maksimum değere ulaşır. 0.87 ve 0.81 fazlarındaki eşdeğer genişlikler birbirlerine çok yakındır.

DQ Her'in morötesi tayflarında rastlanan en karmaşık yapıllı çizgi SiIV  $\lambda 1400 \text{ \AA}$  emisyonudur. Düzensiz yapısı nedeniyle eşdeğer genişlik ölçümü ve dolayısıyla integre akı hesabı mümkün olmamıştır. 0.39 ve 0.13 fazlarında alınan tayflarda çift-tepeli-dir, hatta dikkatli bir inceleme 0.39 fazında üç-tepeli yapıyı ortaya koyabilir. Kalan tüm tayflarda tek-tepelidir. Çizginin monokromatik akısı tutulma tayfında en düşük değerdedir. 0.13, 0.29, 0.35 ve 0.39 fazlarındaki monokromatik akılar birbirlerine çok yakın değerlere sahiptirler. 0.81 ve 0.87 fazlarındaki değerler de birbirlerine yakın olmakla birlikte, 0.87 fazında biraz daha düşüktür ve bu iki fazda diğerlerinden daha yüksek monokromatik akı değerleri vardır. SiIV çizgisi maksimum akıya 0.81 fazında sahip olur. Çizgi tabanındaki sürekli akı değeri, bu çizgi için, 0.29 fazında minimum ve 0.13 fazında maksimum de-

ğerdedir.

Kataklismik değişenlerin morötesi tayflarında rastlanan en kuvvetli çizgi olan CIV  $\lambda 1550 \text{ \AA}$  emisyonu, DQ Her'in tayflarında da belirlenmiştir. Yapısı ve şiddeti bakımından en geniş ve en şiddetli çizgi budur. CIV, 0.13, 0.39, 0.00 ve 0.35 fazlarında tek-tepeli, 0.29, 0.81 ve 0.87 fazlarında çift-tepelidir. 0.90 fazında, düzensiz yapısı nedeniyle çizginin tek veya çift-tepeli olduğuna karar verilemez. CIV'ün monokromatik akısının en düşük değeri 0.90 fazında bulunur; en yüksek değeri ise 0.81 fazındadır. 0.81 fazından 0.90'a doğru monokromatik akıda ani bir düşme meydana gelir, 0.29'dan 0.39'a doğru ise hafifçe artar. Tutulmadaki monokromatik akı, 0.39 fazındakine çok yakındır. Çizgi tabanındaki sürekli akının en yüksek olduğu faz 0.87 olmasına rağmen, 0.29, 0.39 ve 0.90 hariç, diğer fazlarda bu değer birbirine yakındır. 0.90 fazında ise çizgi tabanındaki sürekli akının minimum değeri vardır. CIV çizgisinin integre akısı çeşitli fazlar için, 0.90 fazındaki ani düşme hariç, genelde birbirine yakın bir değerdedir. Integre akının minimum değeri 0.90 fazında, maksimum değeri ise 0.87 fazında karşımıza çıkar. Eşdeğer genişliğin maksimum değeri 0.90 fazında ortaya çıkar. Eşdeğer genişliğin, 0.35 fazi hariç, tutulmadan 0.39 fazına kadar basamak basamak arttığı görülürken minimum değerine 0.35 fazında ulaşır. Çizgi tabanındaki sürekli akının, integre akının, monokromatik akının ve eşdeğer genişliğin 0.90 fazında, tutulma fazi olan 0.00 fazından daha düşük değerde olması dikkate değer bir bulgudur.

HeII  $\lambda 1640 \text{ \AA}$  çizgisi, 0.90 fazi hariç, tüm fazlarda bulunur. Tutulmada gürültü seviyesindedir. 0.81 fazi ve tutulma fazında çift-tepeli yapı fark edilebilir. Çizgi, mevcut olduğu diğer fazlarda tek-tepelidir. DQ Her'in morötesi tayflarında HeII'nin monokromatik akısının en düşük olduğu faz, tutulma fazi olan 0.00 dir. En yüksek olduğu faz 0.87 olmasına rağmen, 0.39 ve 0.13'deki monokromatik akı değerleri 0.87'dekine yakındır. Monokromatik akının 0.29'dan 0.39'a doğru arttığı görülür. Çizgi

tabanındaki sürekli akının maksimum olduğu faz 0.13 dır ve bu değer gene tutulmada minimumdur. izgi tabanındaki sürekli akının 0.29, 0.35 ve 0.39 fazlarındaki değerleri birbirine yakındır. Aynı Şekilde 0.81 ve 0.87 fazlarındaki değerler de birbirlerine yakındır. Bu çizginin sahip olduğu integre akı da faza göre değişim gösterir; integre akının minimum değeri tutulmada, maksimum değeri ise 0.39 fazında ortaya çıkar. Aynı Şekilde eğdeğer genişlik de tutulmada minimum, 0.39 fazında maksimumdur. Ancak Şunu belirtmeliyiz ki HeII izgisi 0.90 fazında yoktur. Öyleyse yukarıdaki büyüklüklerin (monokromatik akı, integre akı, vs.) minimum değerleri 0.90 fazında meydana gelir.

Çizgilerin tutulma davranışları da bu çalışmada gözönüne alınmıştır. Herbir izgi için, fotometrik tutulma fazı olan 0.00 ile tutulma-dışı tayflar karŐılaŐtırılmıŐtır. NV çizgisinin akısının tutulma-dışı fazlar olan 0.35 ve 0.90'da, tutulma fazından daha düşük olması ilginç bir bulgudur. Sözkonusu izgi özellikle 0.90 fazında, tutulma fazı 0.00'a göre çok daha fazla tutulmuştur. CII izgisi de tutulma göstermektedir; bu çizginin tutulmadaki akısı, tutulma dışı fazlara göre belirgin Şekilde daha düşüktür. SiIV çizgisinin tutulma davranışı, 0.90 fazında, NV çizgisindeki gibi benzer; 0.90 fazında çizgi akısı, tutulma fazı olan 0.00'dakinden daha düşüktür. Yani izgi 0.90 fazında daha çok tutulmuştur. CIV izgisi de tutulma davranışı bakımından aynı durumu gösterir; çizgi, 0.90 fazında daha çok tutulmuştur. Aynı Şekilde HeII izgisi 0.90 fazında hiç yoktur. Halbuki fotometrik tutulma fazı olan 0.00'da bu çizgi vardır.

#### **Yarı- genişlikler**

Çizgilerin yarı- genişlikleri, tayfın çizgiye karşılık gelen kısmı büyütülerek bilgisayar çıktısı haline getirildikten sonra bir cetvel yardımı ile ölçülmüştür. Çizelge.7.'da listelenen yarı- genişlik ölçümlerindeki hata miktarı %4'den fazla değildir.

Tutulma etkisini çizgilerin yarı geniŐliklerinden de görebiliriz. DQ Her'in tayflarındaki emisyon çizgilerinin, ölçümü

mümkün olan yarı-genişlik değerleri Çizelge.7.'de verilmiştir. Yarı-genişlik ölçümlerine göre tutulmanın etkisi NV çizgisi için özellikle 0.00 fazı(tutulma-ortası) karşılaştırılması ile açıkça görülür. Yarı-genişlik değeri gözönüne alındığında bu çizgi, 0.00 ve 0.39 fazları arasında yaklaşık %30 tutulmuştur. Aynı şekilde CII çizgisi 0.39 fazları arasında, yarı-genişlik değerlerine göre, yaklaşık %37 tutulmuştur. Fakat CII çizgisinin 0.39 ve 0.90 fazları arasındaki tutulma miktarı (%70), 0.00 ve 0.39 fazları arasındaki tutulma miktarından (%36) daha fazladır. CIV çizgisi 0.00 ve 0.39 fazları arasında yaklaşık %43 tutulmuştur. HeII çizgisi için ise, 0.13-0.35 fazları arasındaki tutulma miktarı (%54), 0.00-0.39 fazları arasındaki tutulma miktarından (%3) daha fazladır ve yaklaşık %42 dir. Fakat şunu unutmamak gerekir ki HeII çizgisi 0.90

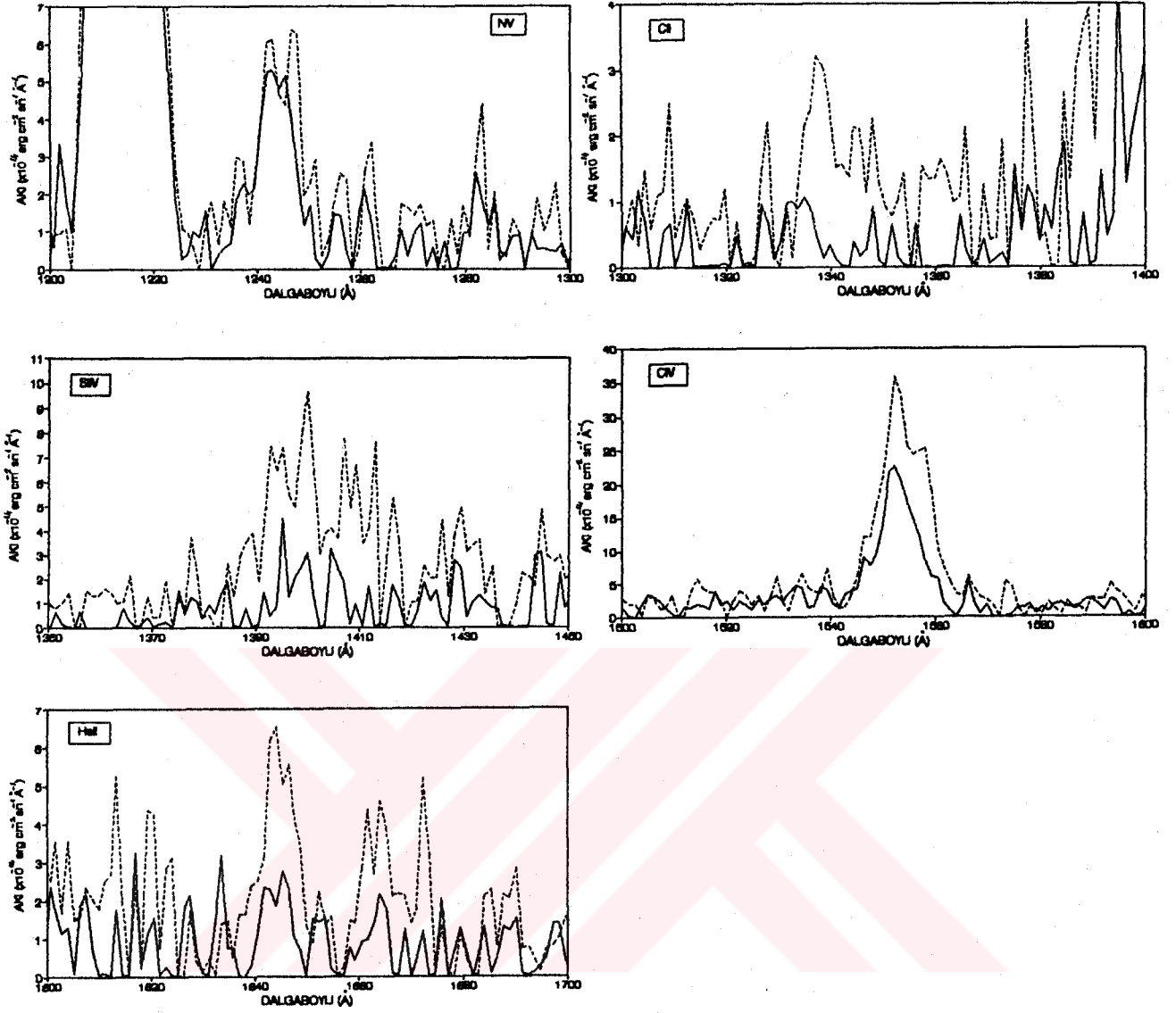
FAZ	NV	CII	CIV	HeII
0.00	7.33	5.43	7.51	5.84
0.13	8.92	5.74	10.02	3.65
0.29	7.79	*	12.70	4.98
0.35	9.18	8.35	11.69	7.85
0.39	10.48	8.56	13.21	6.38
0.81	7.68	4.42	9.60	5.84
0.87	11.69	5.68	10.10	5.84
0.90	*	2.59	9.18	----

Çizelge.7. Yarı-genişlikleri ölçülebilen çizgilerin farklı fazlara göre yarı-genişlik değerleri (Å).(\* sembolü yarı-genişliğin ölçülemediği durumlarda kullanılmıştır.)

fazında hiç yoktur. Öyleyse çizgilerin tutulma davranışları konusunda şunlar söylenebilir: a) Tüm çizgiler tutulma gösterirler; b) Bazı çizgiler 0.90 fazında, fotometrik tutulma fazı olan 0.00 dan daha çok tutulmuş görünürler.

Tayflarda rastlanan emisyon çizgilerinin tutulma davranışlarını ve yapılarını genel olarak göstermek için, tutulma-ortasına ve tutulma-dışına karşılık gelen

tayflardaki çizgiler üstüste çizilerek, Şekil.13'de ayrı ayrı verilmiştir. Buradan çizgilerdeki tutulma etkisi görülebilir. Ayrıca Şekil.13., çizgi yapılarında şiddetli bir asimetri olmadığını da ortaya koyar. Sadece CIV çizgisi tutulma sırasında çok hafif bir asimetri gösterir.



Şekil.14. DQ Her'in kısa dalgaboylu morötesi tayflarında bulunan emisyon çizgilerinin tutulma-ortası (düz çizgi) ve tutulma-dışı (kesikli çizgi) profillerinin karşılaştırılması

## VI- SONUÇLAR VE TARTIŞMA

DQ Her'in bu çalışmada incelenen 12 adet morötesi tayfından (Şekil.15.) 6 tanesi (LWR 13864, SWP 17593, SWP 17614, SWP 17618 SWP 6358 ve LWR 7500), ulaşabildiğimiz yayınlardan gördüğümüz kadarıyla daha önce kullanılmıştır. İncelediğimiz diğer tayfların sonuçlarını da gözönünde bulundurarak dikkatimizi çeken noktalar şöyle sıralanabilir:

1-) Kısa dalgaboylu tayflarda Ly $\alpha$   $\lambda$ 1215.674 Å, NV  $\lambda$ 1238.800 Å, CII  $\lambda$ 1334.515 Å, SiIV  $\lambda$ 1402.730 Å, CIV  $\lambda$ 1550.768 Å ve HeII  $\lambda$ 1640.490 Å çizgilerinin tanısı yapılmıştır (verilen dalgaboyları laboratuvar değerleridir). Uzun dalgaboylu tayflarda Kaynağı ikincil bileşen olan MgII  $\lambda$ 2800 Å çizgisi yoktur. Bu, sistemin toplam ışınımına ikincil bileşenin katkısının çok az olduğunu gösterir. Bahsi geçen çizgilerin tamamı emisyon halindedir. Çizgi tanıları daha önceki çalışmalarla uyumludur (Cordova ve Mason, 1985; Ferland ve ark.,1984; Lambert ve Slovak,1981). Ferland ve ark. (1984), CII  $\lambda$ 1335 Å çizgisinin nebular olduğunu belirtmekte, Smits (1991) de bunu onaylamaktadır. Ancak bulgularımızda CII çizgisine ait akı, yarı-genişlik gibi büyüklüklerin sistemin yörünge fazına bağlı olarak değişim göstermeleri dikkate değer bir noktadır. Önceki çalışmalarda böyle bir sonuca rastlamamamıza rağmen, sözkonusu çalışmalardaki asıl amaç, bizim çalışmamızda oldukça geniş bir yer tutan "çizgilerin tutulma davranışlarının incelenmesi" değildir. Çizgilere ait akı, yarı-genişlik gibi değerlerin daha önceki çalışmalarla uyum gösterdiğini de belirledik.

Tüm tayflardaki en kuvvetli çizgi CIV çizgisidir. Tayfların genel olarak en zayıf çizgisi CII emisyonudur. Tüm çizgilere tüm tayflarda zayıf ve/veya düzensiz olsalar da rastlamamıza rağmen HeII çizgisi 0.90 fazına karşılık gelen SWP 17593 tayfında yoktur. SiIV emisyonu, düzensiz yapısı nedeniyle özel olarak incelenememiştir.

2-) Kısa dalgaboylu tayflarda süreklilikler oldukça düz ve



düşük akıdır (Şekil.12.). Bu bulgu Cordova ve Mason'un 1985 yılındaki çalışmasının sonuçları ile uyumludur. Sürekliliklerin düz olması, yani daha uzun dalgaboylu bölgedeki sürekli akının daha kısa dalgaboylu bölgedeki sürekli akiya çok yakın olması; sistemde daha uzun dalgaboylu ışınımdan sorumlu bölgelerin toplam ışınım katkısının, gözardı edilemeyecek değerlerde olduğunu işaret eder. Sürekli akı düzeyinin düşük olması ise daha çok sistem geometrisi ile ilişkilidir. Morötesi ışınımdan sorumlu olan beyaz cüce ve yığılma diskinin iç kısımları, yüksek eğim açılarında (DQ Her için  $90^\circ$ ) yığılma diski tarafından örtülmekte ve bu durum sürekliliğin düşmesine sebep olmaktadır. Bu aynı zamanda, diskteki optik derinliğin büyük olduğunu da gösterir. Ortalama sürekli akı düzeyinin en düşük olduğu faz 0.90'dır. Öyleyse bu fazda, morötesi sürekli akının kaynaklandığı beyaz cüce ve civarı büyük ölçüde örtülmektedir diyebiliriz.

3-) Tayflarda tanısı yapılan tüm çizgiler tutulma davranışı gösterirler. HeII hariç, tutulma miktarlarının çok yüksek olması, çizgilerin, yığılma diskinin altında ve üstünde yayılmış bölgelerden kaynaklandıklarını gösterir. Bu bulgumuz Cordova ve Mason'ın (1985) çalışmasının sonuçları ile uyumludur. HeII çizgisinin 0.90 fazındaki yokluğu için ise şunlar söylenebilir: a) Çizgi tamamen tutulmuş olabilir, b) Çizgi öylesine zayıf olabilir ki tayfın poz süresi çizginin ortaya çıkması için yeterli olmayabilir, c) Tayfda hatalı bir bölge(ler) meydana gelmiş olabilir. Elimizdeki tayfın kalitesi de gözönünde bulundurulursa, bu üç olasılıktan birine karar vermek oldukça zordur.

Çizgiler 0.90 fazında fotometrik tutulma fazı olan 0.00'a göre daha çok tutulmuş görünürler. Ancak 0.90 fazındaki düşük süreklilik yanlışlarına sebep olabilir. Cordova ve Mason (1985) da bu düşük sürekli akı düzeyinin ve daha önce bahsedilen aletsel hataların problem oluşturduklarını belirtmektedirler. Bu nedenle tutulma davranışları incelenirken yarı-genişlikleri temel almak bizi daha az hatalı sonuçlara götürecektir. Yarı-genişliklere bakıldığında çizgilerin gerçekten de genel olarak fotomet-

rik tutulma fazında tutuldukları görülmektedir. DQ Her'in tutulmaya giriş fazı 0.92, tutulmadan çıkış fazı ise 0.07'dir. 0.87 fazında da muhtemelen sıcak lekeye doğrudan bakış sözkonusudur (Hutchings ve ark.,1979). Çalışmamızda incelenen morötesi tayflardaki çizgilerin yarı-genişlikleri ele alındığı zaman, 0.87 fazında genel bir artışın olması dikkat çekicidir. HeII çizgisi bu artışı göstermez.

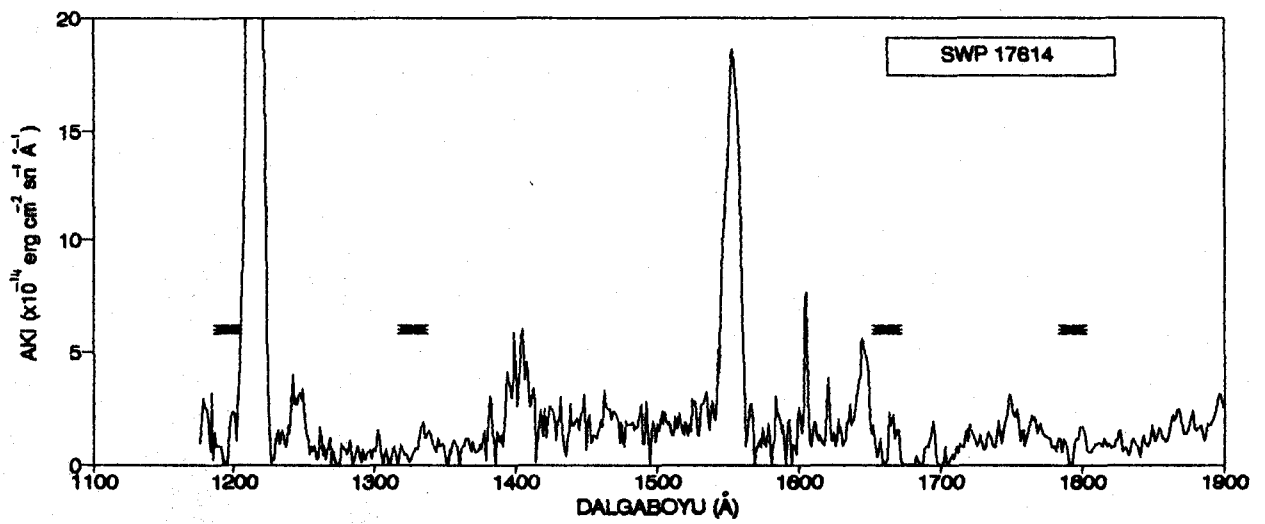
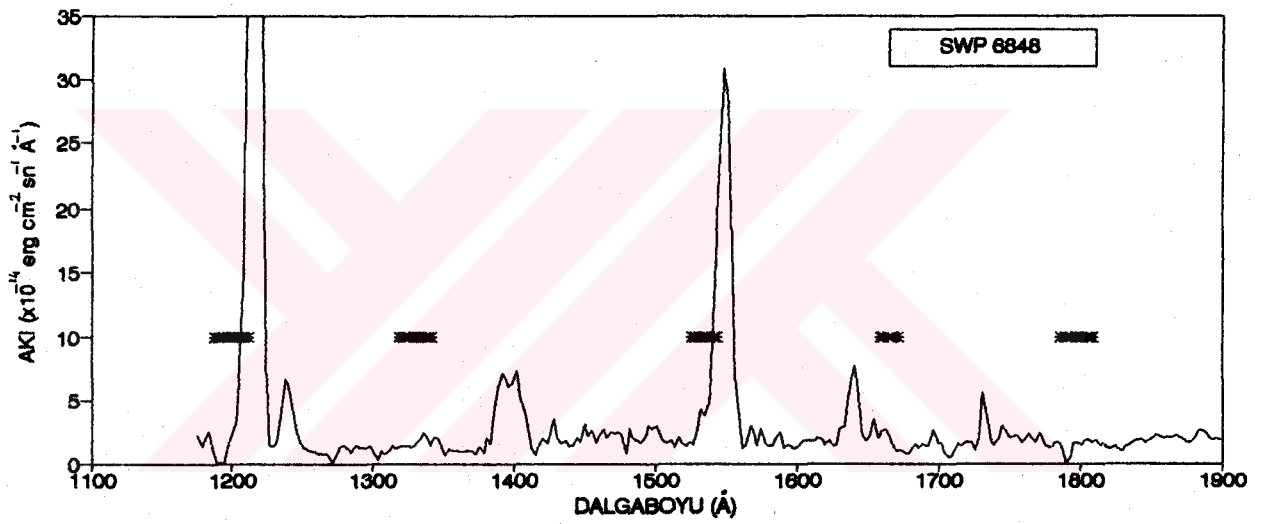
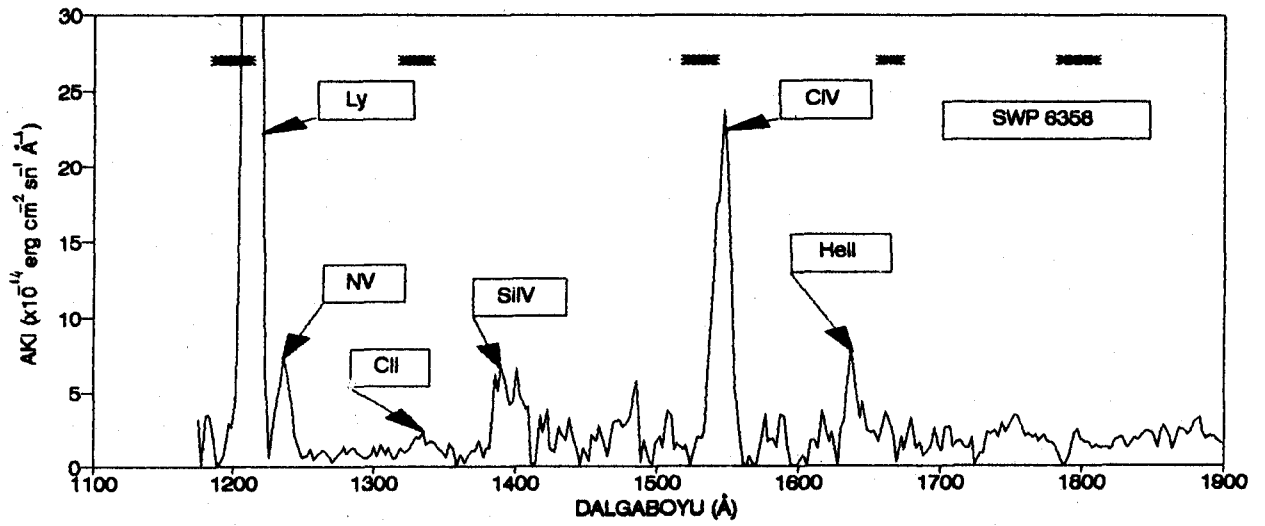
Ancak tüm bunları söylerken, herbir tayfın merkezi fazı ile birlikte faz aralığını da gözönüne almak gerekir. Çünkü; örneğin 0.00 merkezi fazına karşılık gelen tayf gerçekten de tam bir tutulma tayfı iken (fotometrik tutulma faz aralığı 0.92-0.07 dir, tayf ise 0.93-0.07 faz aralığında alınmıştır; öyleyse tayf, tutulma-ortasına karşılık gelir) 0.90 merkezi fazına karşılık gelen tayf, 0.78-0.04 faz aralığında alınmıştır; yani bu tayf tutulmanın büyük kısmını da içerir. Buna karşılık 0.87'lik merkezi faza sahip olan SWP 17615 tayfı tutulmaya çok az girmiştir. 0.13 merkezi fazına karşılık gelen SWP 6848 tayfı tutulmayı da içerir. Bunların dışındaki tayfların tamamı tutulma dışıdır.

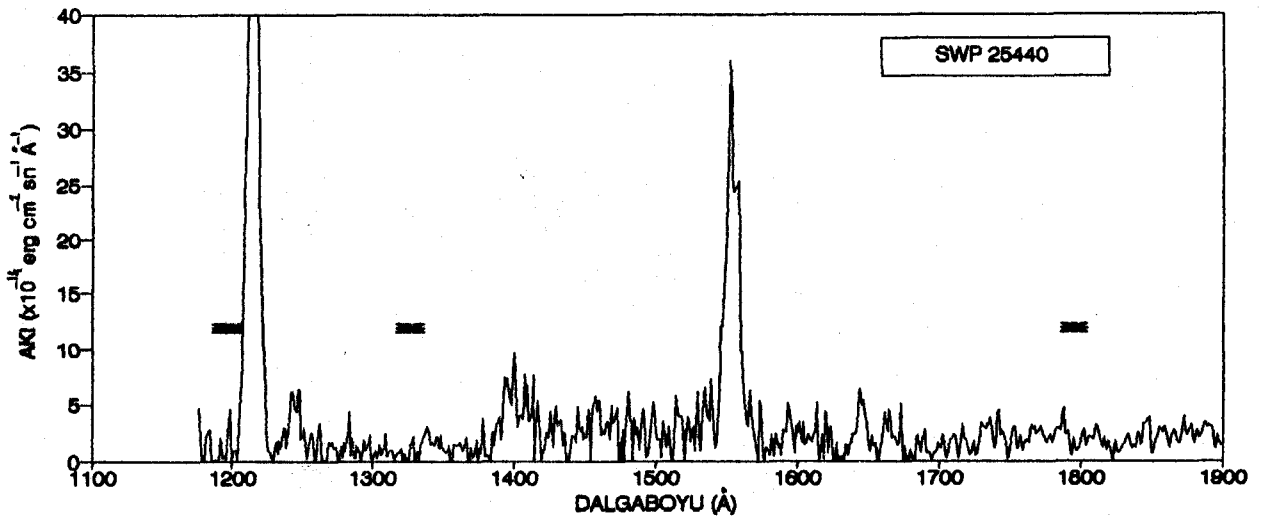
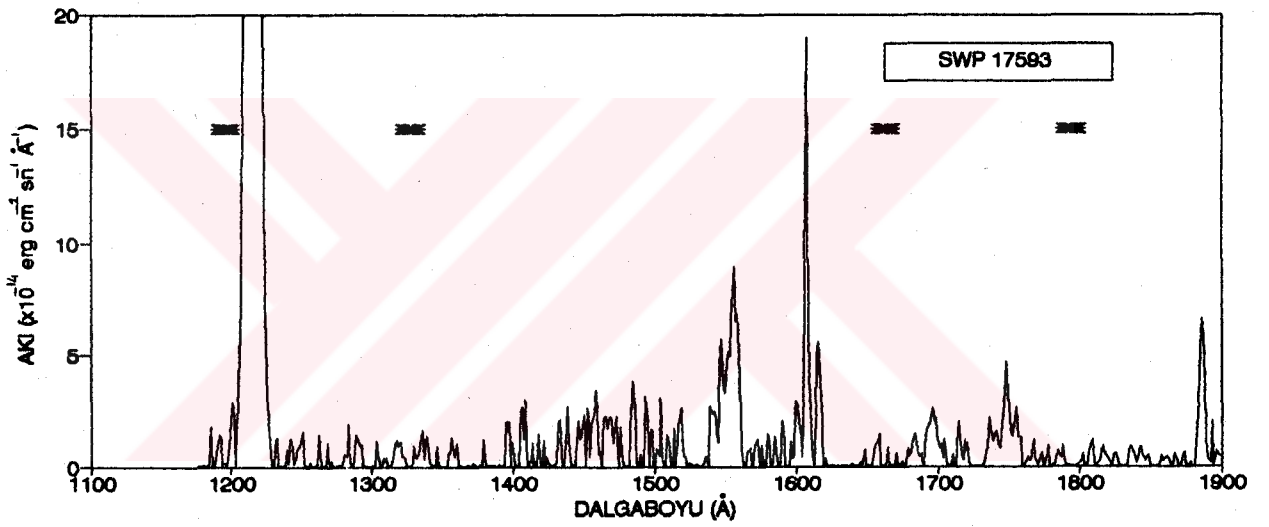
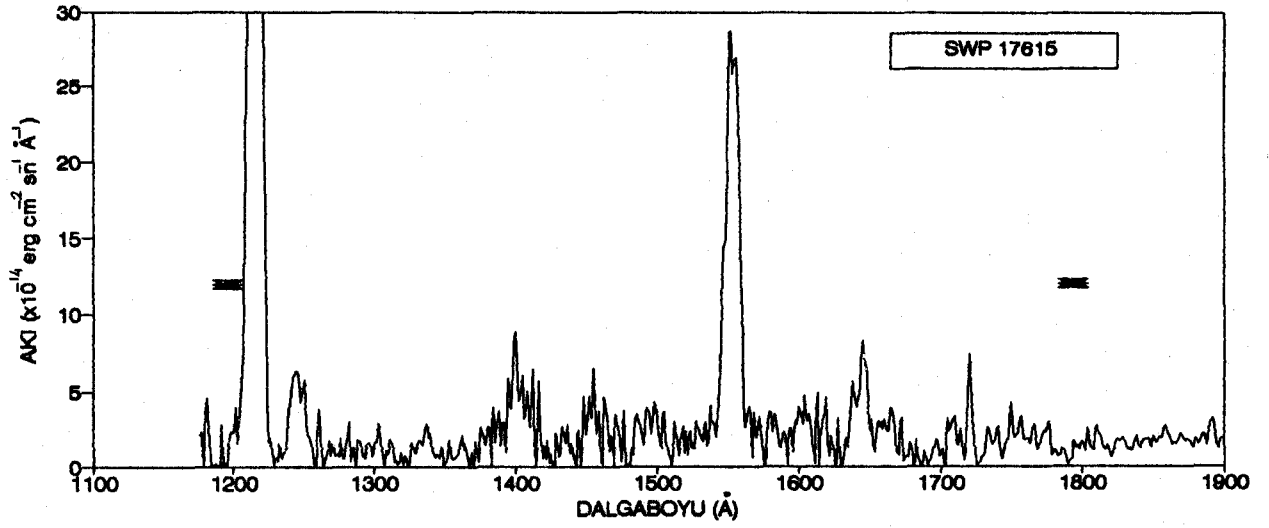
4-) Tüm çizgiler bazı fazlarda çift tepeli profiller göstermektedirler. Çift-tepeli çizgi profilleri kenardan görülen bir yığılma diskini işaret eder.

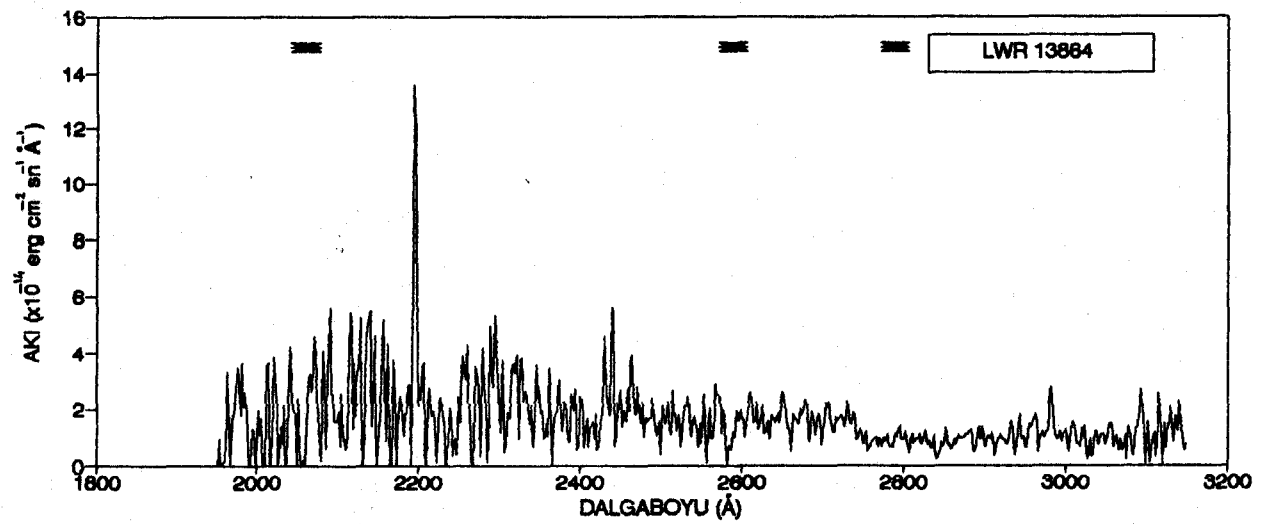
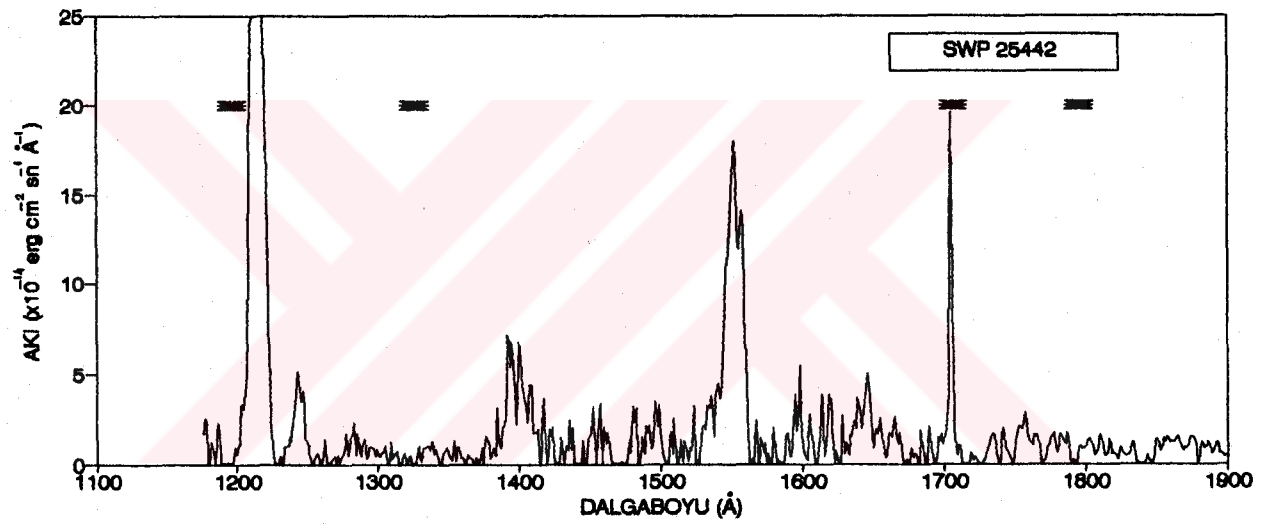
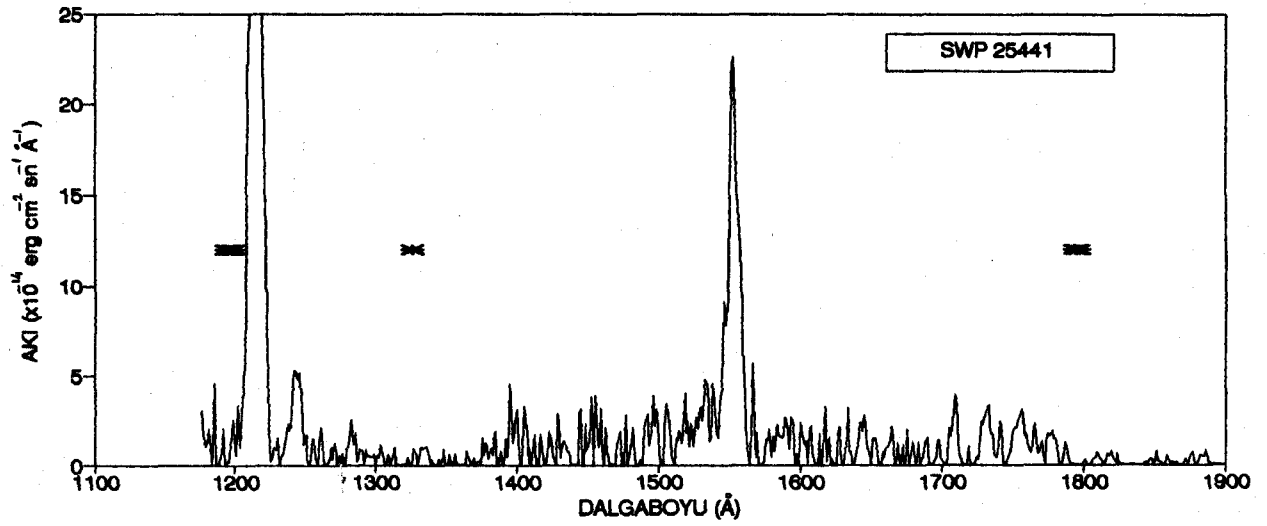
5-) Şekil.13.'den de görülebileceği gibi çizgi profillerinde şiddetli bir asimetri dikkati çekmez. Sadece CIV çizgisi 0.00 fazında çok az bir asimetri gösterir. Bu durum, DQ Her'de yıldız rüzgarının olmadığı veya önemsiz miktarda olduğunu işaret eder. Buradaki bulgumuz da Cordova ve Mason'ın (1985) sonuçları ile uyumludur.

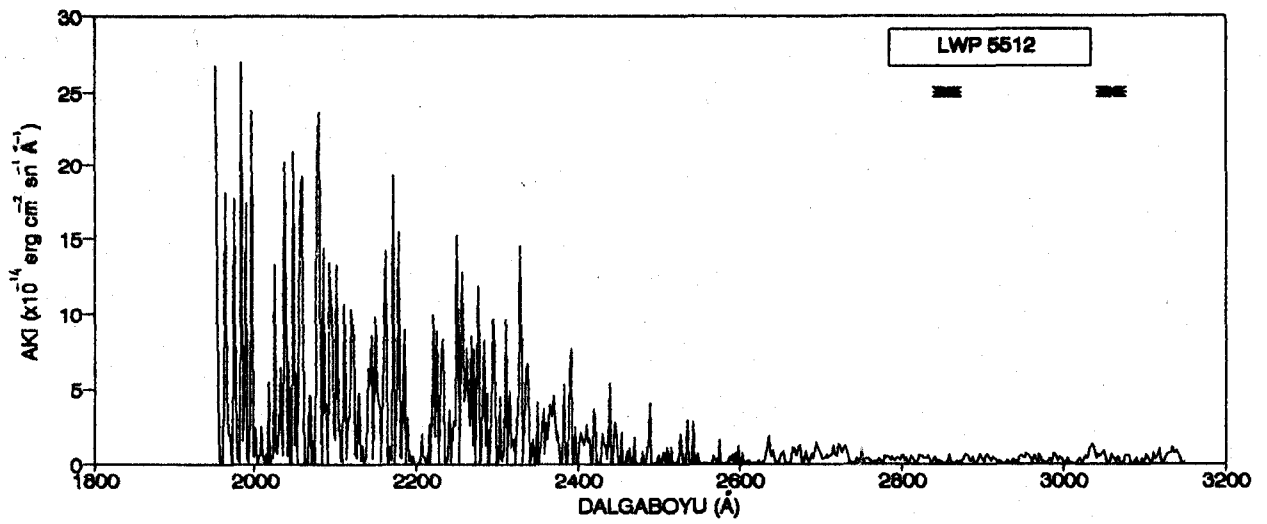
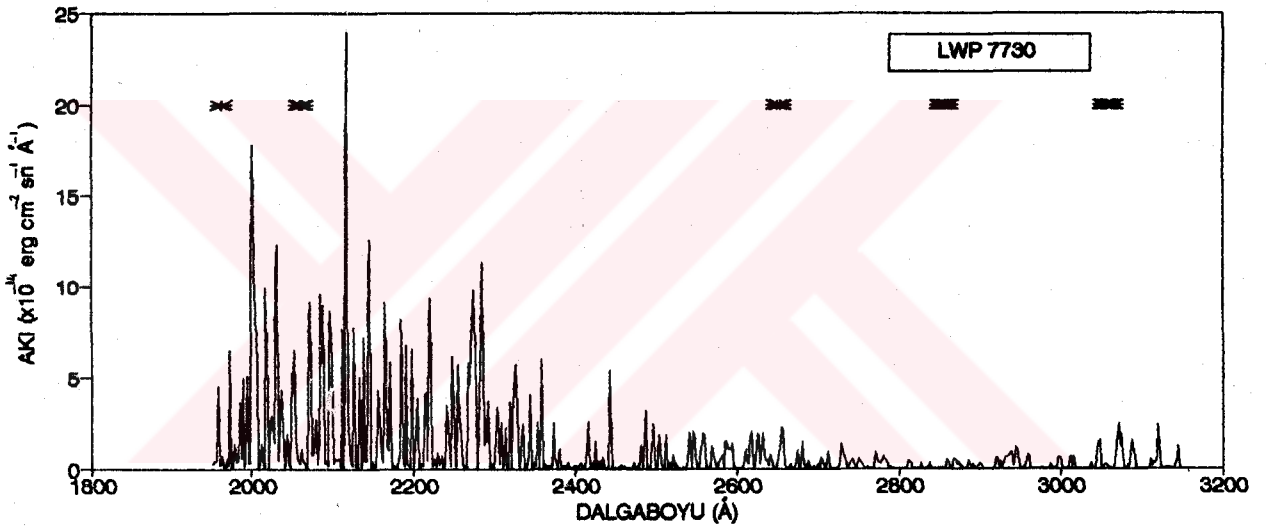
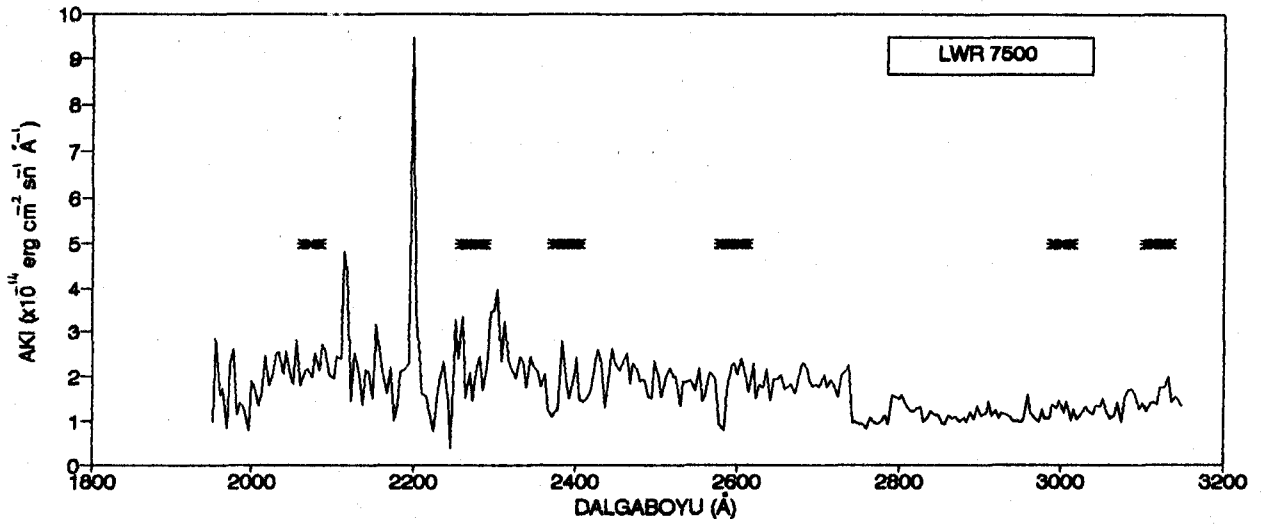


VII- Şekil.15. DQ Her'in bu çalışmada incelenen tayfları. (İşaretli bölgeler hatalı kısımları göstermektedir).









## VIII- KAYNAKLAR

### A

VAN AMERONGEN, S. , DAMEN, E. , GROOT, M. , KRAAKMAN, H. , VAN PARADIJS, J. ,(1987); M. N. R. A. S. , 225, 93

### B

BARRETT, P. E. , CHANMUGAM, G. ;(1984); M. N. R. A. S. , 210, 15

BARRETT, P. E. , O'DONOGHUE, D. , WARNER, B. ;(1988); M. N. R. A. S. , 233, 759

BELSENERE, E. P. ;(1981); Bull. Am. Astr. Soc. , 13, 524

BEUERMANN, K. , OSBORNE, J. ;(1985); Space Sci. Rev. , 40, 117

BOOKBINDER, J. , LAMB, D. Q. ;(1985); Bull. Am. Astr. Soc. , 17, 589

BOHM-VITENSE, E. ;(1989); Introduction to Stellar Astrophysics, Cambridge Univ. Press, 1989, Vol.I., p.184

### C

CANALLE, J. B. G. , O'PHER, R. ;(1991); Astron. Astrophys. , 251, 474

CHANMUGAM, G. , RAY, A. ;(1984); Ap. J. , 285, 252

CHANMUGAM, G. , FRANK, J. ;(1987); Astrophys. J. , 320, 746

CHINCARINI, G. , WALKER, M. F. ;(1981); Astron. Astrophys. , 104, 24

CORDOVA, F. A. , MASON, K. O. ;(1985); Ap. J. , 290, 671

CORDOVA, F. A. , RIEGLER, G. R. ;(1979); M. N. R. A. S. , 188, 103

### E

ESENOĞLU, H. , H. ;(1990); İki Kataklişmik Çift Yıldızın Gözlemsel Özellikleri Hakkında, Y. Lisans Tezi, I.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü

EVANS, A. ;(1991); M. N. R. A. S. , 251, short communication, 54p

### F

FERLAND, G. J. ;(1980); Observatory, 100, 166

FERLAND, G. J. , WILLIAMS, R. E. , LAMBERT, D. L. , SHIELDS, G. A. , SLOVAK, M. , GONDHALEKAR, P. M. , TRURAN, J. W. ;(1984); Ap. J. , 281, 194



## G

- GILLILAND, R. L. ; (1982); Ap. J. , 258, 576  
GREENSTEIN, J. L. , KRAFT, R. P. ; (1959); Ap. J. , 130, 99

## H

- HAEFNER, R. , SCHOEMBS, R. , VOGT, N. ; (1979); Astron. Astrophys. , 77, 7  
HARRISON, T. E. , GEHRZ, R. D. ; (1991); Astron. Jour. , 101(2), 587  
HUTCHINGS, J. B. , COWLEY, A. P. , CRAMPTON, D. ; (1979); Ap. J. , 232, 500  
HUTCHINGS, J. B. , CRAMPTON, D. , COWLEY, A. P. , THORSTENSEN, J. R. ,  
CHARLES, P. P. ; (1981); Ap. J. , 249, 680

## J

- JABLONSKI, F. , STEINER, J. E. ; (1987); Ap. J. , 323, 672  
JAMESON, F. F. , KING, A. R. , SHERRINGTON, M. R. ; (1980); M. N. R. A. S. , 191,  
672

## K

- KING, A. R. , FRANK, J. , RITTER, H. ; (1985); M. N. R. A. S. , 213, 181  
KING, A. R. ; (1985); in Recent Results on Cataclysmic Variables,  
Proceedings of ESA Workshop, Bamberg, Germany, 17-19  
April 1985, ed. W. R. Burke (ESA SP-236), p.133  
KING, A. R. , MOUCHET, M. , LASOTA, J. P. ; (1990); in Structure and  
Emission Properties of Accretion Disks, IAU Coll. No.129

## L

- La DOUS, C. A. ; (1989); Dwarf Novae and Nova-like Stars, in  
Cataclysmic Variables, M. Hack (ed.), NASA/CNRS Monograph  
Series on Non Thermal Phenomena in Stellar Atmosphere,  
in press  
La DOUS, C. A. ; (1990); Active Close Binaries, ed. C. Ibanoglu, Kluwer  
Academic Publishers, ISBN 0 7923 0907 3  
La DOUS, C. A. ; (1991); Astron. Astrophys. , 252, 100  
LAMB, D. Q. , PATTERSON, J. ; (1983); in Cataclysmic Variables and Related  
Objects, eds. M. Livio and G. Shaviv, Reidel, Dordrecht, p.229

- LAMB, D. Q. ; (1985); in Cataclysmic Variables and Low Mass X-Ray Binaries, Proc. of the 7th North American Workshop held in Cambridge, Mass., Jan.12-15, 1983, D.Q.Lamb, J.Patterson (eds.), Reidel Pubbl., p.179
- LAMB, D. Q. ; MELIA, F. ; (1987); Astrophys. and Space Science; 131, 511
- LAMBERT, D. L. , SLOVAK, M. H. ; (1981); P. A. S. P. , 93, 477
- LIEBERT, J. , STOCKMAN, H. S. ; (1985); in Cataclysmic Variables and Low Mass X-Ray Sources, ed. D.Q.Lamb and J.Patterson, (Reidel: Dordrecht), p.151

## M

- MARTIN, P. G. ; (1989); In Classical Novae, Chapters 6 and 7, eds. Bode, M. F. , Evans, A. , Wiley, Chichester
- MATEO, M. , SZKODY, P. , BOLTE, M. ; (1985); P. A. S. P. , 97, 45
- MATTEI, J. A. ; (1990); Active Close Binaries, ed. Ibanoglu, C. , Kluwer Academic Publishers, ISBN 0 7923 0907 3
- MOTCH, C. , PAKULL, M. W. ; (1981); Astron. Astrophys. , 101, 29
- MUMFORD, G. S. ; (1976); Inf. Bull. Var. Stars, 112B

## N

- NAYLOR, T. , BATH, G. T. , CHARLES, P. A. , HASSALL, B. J. M. , SONNEBORN, G. , VAN DER WOERD, H. , VAN PARADIJS, J. ; (1988), M. N. R. A. S. , 231, 237-255
- NELSON, M. R. , OLSON, E. C. ; (1976); Ap. J. , 207, 195

## O

- OSBORNE, J. P. , ROSEN, P. , MASON, K. O. , BEUERMANN, K. ; (1985); Space Sci. Rev. , 40, 143

## P

- PATTERSON, J. ; (1979a); Ap. J. , 233, L13
- PATTERSON, J. ; (1979b); Ap. J. , 234, 978

PATTERSON, J.; (1985); In Cataclysmic Variables and Low-Mass X-Ray Binaries, Prof. of the 7th North American Workshop held in Cambridge, Mass., Jan.12-15,1983, D.Q.Lamb, J.Patterson (eds.), Reidel Publ., p.435

PATTERSON, J., ROBINSON, E. L., NATHER, R. E.; (1978); Ap. J., 224, 570  
PENNING, W. R.; (1985); Ap. J., 289, 300

## R

RITTER, H.; (1990); Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 85, 1179  
ROBINSON, E. L., NATHER, R. E.; (1983); Ap. J., 273, 255

## S

SCHNEIDER, D. P., GREENSTEIN, J. L.; (1979); Ap. J., 233, 935  
SCHOEMBS, R., REBHAN, H.; (1989); Astron. Astrophys., 224, 42  
SEARS, F. W.; (1963); Fizik Prensipleri III, Çev. Kürkçuoğlu, N., İTÜ Kütüphanesi Sayı 540, sayfa 182, Berksoy Matbaası  
SHAFTER, A. W., TARGAN, D. M.; (1982); Astronom. J., 87, 655  
SHAFTER, A. W., MACRY, J. D.; (1987); M. N. R. A. S., 228, 193  
SMAK, J.; (1985); Multifrequency Behaviour of Galactic Accreting Sources, ed. F. Giovannelli, p. 3  
SMITS, D. P.; (1991); M. N. R. A. S., 248, 193  
SZKODY, P., DOWNES, R. A.; (1982), P. A. S. P., 94, 321  
SZKODY, P., MATEO, M.; (1984); Ap. J., 280, 729

## V

VERBUNT, F.; (1987); Astron. Astrophys. Suppl., 71, 339

## W

WADE, R. A., WARD, M. J.; (1985); Interacting Binary Stars, ed. J. E. Pringle and R. A. Wade, Cambridge Univ. Press, ISBN 0 521 28608 4, p.129  
WALKER, M. F.; (1954); P. A. S. P., 66, 230  
WALKER, M. F.; (1956); Ap. J., 123, 68

- WALKER, M. F. ; (1957); in IAU Symp. 3, Non-Stable Stars, held in Dublin Ireland, 1 Sept., 1955, G. H. Herbig (ed.), Cambridge Univ. Press, p. 46
- WARNER, B. , PETERS, W. L. , HUBBARD, W. B. , NATHER, R. E. ; (1972); M. N. R. A. S. , 159, 321
- WARNER, B. ; (1983); in Cataclysmic Variables and Related Objects, IAU Colloquium No. 72, ed. M. Livio and G. Shaviv (Reidel: Dordrecht), p. 155
- WARNER, B. ; (1985); in Cataclysmic Variables and Low Mass X-Ray Binaries, ed. D. Q. Lamb and J. Patterson, (Reidel: Dordrecht), p. 269
- WARNER, B. ; (1987); M. N. R. A. S. , 227, 23
- WARNER, B. , WICKRAMASINGHE, D. T. ; (1991); M. N. R. A. S. , 248, 370
- WATTS, D. J. , GILES, A. B. , GREENHILL, J. G. , HILL, K. , BAILEY, J. ; (1985); M. N. R. A. S. , 215, 83
- WICKRAMASINGHE, D. T. , WU, K. , FERRARIO, L. ; (1991); M. N. R. A. S. , 249, 460
- WU, K. , WICKRAMASINGHE, D. T. ; (1991); M. N. R. A. S. , 252, 386
- WILLIAMS, R. E. , WOOLF, N. J. , HEGE, E. K. , MOORE, R. L. , KOPRIVA, D. A. ; (1978); Ap. J. , 227, 171
- WILSON, O. C. , MERRILL, P. W. ; (1935); P. A. S. P. , 47, 53
- VAN DER WOERD, H. , DE KOOL, M. , VAN PARADIJS, J. ; (1984); Astron. Astrophys. , 131, 137

## Y

- YOUNG, P. , SCHNEIDER, D. P. ; (1980); Ap. J. , 238, 955