

# 輝線星研究の最近の動向

## 1. オルフ・ライエ (WR) 星

小 暮 智 一

〈〒614-8322 京都府八幡市橋本狩尾 1-10〉

e-mail: tkogure@pa2.so-net.ne.jp



オルフ・ライエ (WR) 星は特異な輝線によって、また、大質量星の末期進化段階の星として、これまで、多くの観測と理論的考察が積み重ねられてきた。最近では WR 星サーベイも進み、恒星風衝突連星におけるダスト域の形成や、非熱電波、X 線源などの高エネルギー現象の解明に大きな進展がみられる。また、進化過程としては  $\gamma$  線バースター (GRB) の前駆天体としても注目されている。これらの点を中心に最近の動向を紹介してみたい。

### はじめに

光学域に顕著な輝線を示す輝線星は HR 図上で早期型から晩期型まで広く存在している。明るい輝線星については 19 世紀からの観測が積み重ねられており、1960 年代以降は地上とスペース観測による広域分光も広く行われるようになって、輝線を形成する星周囲の構造や進化についても理解が深まってきた。輝線星について筆者は最近、基本的事項とともに、2004 年頃までの輝線星分光の発展についても概要をまとめた<sup>1)</sup>。しかし、それ以後の観測、理論の進展も著しい。本稿ではそのうち早期型星と前主系列星について主に 2005 年以降の最近の研究の動向を順次概観してみたい。取り上げる輝線星はオルフ・ライエ星 (WR) から始めて、高輝度早期変光星 (LBV)、O 型星、輝線 B 型星 (Be)、早期、晩期の前主系列星などに進む予定である。ただし、文献は多岐にわたるので、話題は筆者の興味及ぶ範囲に限られる。ここではまず WR 星を取り上げよう。

WR 星は光学域に幅広い輝線を示す早期型輝線星であるが、星間吸収の大きい星形成域に分布することが多いため、まだ、検出された星数は少な

い。近年は赤外観測などでその数を急速に増している。星についてモデル大気、恒星風の金属量依存性など多くの点で進展が見られるが、最近注目されているのは WR 連星と X 線やガンマ線を含む高エネルギー現象である。なお、WR 星全般、特にその物理的諸性質については Chrowther<sup>2)</sup> による優れたレビューがある。

### 1. WR 星の探査

WR 星は 21 世紀に入ってから赤外輝線分光などによって「隠された WR 星」の検出が続いている。van der Hucht<sup>3)</sup> のカタログ第 7 版には 227 星が含まれているが、2006 年の補足版<sup>4)</sup>では 71 星が加えられている。1981 年の第 6 版以後の検出数と WR 星の内訳を表 1 に示そう。

これらはすべて種族 I の WR 星で、惑星状星雲中心星は除かれている。総数 298 のうち 137 星は散開星団または OB アソシエーションに所属している。所属する比率は 46% であるが、そのうちの 8% (24 星) は南天さいだん座の散開星団 Westerlund 1 (Wd 1) に、20% は銀河中心に近い散開星団に存在する。Wd 1 は銀経  $340^\circ$  で銀河中心から 4.5 kpc の距離にあるから、これも銀河中心に近



表1 銀河系内の検出されたWR星数<sup>4)</sup>.

総数	内訳	WN	WC	WN/WC	WO
		1981 カタログ第6版 158	80	71	3
2001 カタログ第7版 227	127	87	10	3	
2006 補足版 298	171	113	10	4	

注: 第6版の内訳には表のほかスペクトル型WN, WC未分別のWR星4個が含まれている.

い星団といえる. この星団は1961年にWesterlundによって赤化の著しい星団として発見され, その後の観測でO型からM型にわたる大質量星の集団として注目を集めている<sup>5)</sup>. 銀河系の中心域ではChandra衛星によるX線源サーベイに基づいて, Munroら<sup>6)</sup>は中心から150 pc以内に10<sup>3</sup>個のWR星が存在し, そのうち10星ほどが観測可能であろうと推測している. こうして, WR星は全体としては太陽ゾーンより銀河中心に近い領域に分布するが, 一方, Hadfieldら<sup>7)</sup>は赤外サーベイによって銀河面内に新しく15個のWRを検出した. これらは星団などに含まれない散在的な星が多く, van der Huchtの補足版<sup>4)</sup>にも含まれていない.

それではわが銀河系には全体で何個くらいのWR星が存在するのであろうか. 例えばvan der Hucht<sup>3)</sup>は銀河系内の観測可能域に1,600星が存在するだろうと予測している. これは大質量星形成領域の分布や吸収量の分布などからの推測である. しかし, WR星の数は銀河ごとに大きな差がある. 対照的なのはマゼラン雲である. LMCでは110星ほど存在するのに対し, SMCでは10星程度と少ない. 近傍銀河のM33についてHadfieldら<sup>8)</sup>は233のサンプル領域に多数のWR星を発見しており, 銀河全体では3,000個を超えるだろうと予測している. Crowther<sup>5)</sup>はWR星の存在率は母銀河の金属量に関係し, 金属リッチな銀河ほど存在率が高いと指摘している. 金属リッチな環境ではO型星の質量放出率も高く, WR星へと進化する確率も高くなるからである. LMC

とSMCにおけるWR星の存在比の違いもその違いを反映している. なお, WR星を多数含む銀河はWR銀河と呼ばれ, Schaererら<sup>9)</sup>によって139銀河がリストされている. これ以後もWR銀河の観測は続いているがここでは触れない.

## 2. 星の大気と短期変動

### (1) 大気モデル

WR星の恒星風は果たして放射圧型として説明できるのであろうか. この基本的な疑問はまだ残されている<sup>10)</sup>. O型星に比べてWR星は恒星風ガス密度, 流出速度が大きいので, O型星に適用された放射型恒星風モデルでは運動量が不足し, そのままでは適用できないためである. WR星のスペクトルは連続光と輝線で構成され, 光球吸収線はほとんど見当たらない. 光球大気の構造を探るには恒星風の観測によるほかはない. その解析に現在, 広く採用されているのは標準モデル(球対称, 放射平衡, 定常速度場, 均一組成)である.

標準モデルは1990年代に速度場を取り入れたNon-LTE(非局所熱力学的平衡)近似法の改良, 取り扱うスペクトル線の増加, 分光観測の精密化などによってしだいに改良された. 最近, Hamannのグループ<sup>11), 12)</sup>は標準モデルに基づいて鉄と鉄グループ元素の毛布効果および大気の不均質性(クランプ構造)を取り入れた定量的モデルのグリッドを計算し, 大気物理量の推定とともに, WR星のHR図上における分布や進化過程など広範な考察を行っている. Hamannら<sup>11)</sup>はWN星について水素リッチと水素欠乏のWR星に注目し, 両者は星の光度, 質量放出率などに大きな差異のあることを示した. 一方, WC星についてBarniskeら<sup>12)</sup>はHe/C/Oの質量比を55/40/5と仮定したモデル計算をWC5-WC8の7星に応用して, 分光系列に整合する物理量(有効温度, 光度, 質量放出率など)を導いている. WC星は後述するように超新星またはγ線バースターの直接の前駆天体として注目されている.

標準モデルは広く応用され、WR星の構造や進化について大きく貢献しているが、Gräfener-Hamann<sup>10)</sup>も指摘しているように、大気モデルとしてはまだ完全ではなく、輝線強度や輪郭など観測と合わない点も多く指摘されている。しかし、それを補完する非標準モデルとして、大気の非対称性、非均一性、非定常性など多くの点で改良が検討されているものの、まだ統一的なモデル化までは進んでいない。

## (2) 星の短期変動

WR星には1990年代から周期1日程度の短期変動星の存在が知られており、最近も多くのWR星で短期変動が検出されている。Lefèvreら<sup>13)</sup>はWR 137についてCIV $\lambda$ 5802/12, HeI $\lambda$ 5876の吸収線溝の変動から周期0.83日の変動を検出、星の振動または自転による効果と示唆している。一方、WR 123に検出した0.41日の周期は自転としては短すぎるので、振動によるものと推測している。その他、WR 11 ( $\gamma^2$  Vel), WR 46, WR 147などにも短周期変動が検出されているが、まだ、自転または振動として確認されるに至っていない。

## 3. 恒星風の特性から

### (1) ダスト形成域

WR星にはWRダスト星(dusty WR または WR dustar)と呼ばれる一群がある。ダストは赤外熱放射、または中間赤外域の分子線として観測されるが、ダスト形成には、WR星の強い紫外光放射場のなかで、どこかに低温領域が形成される必要がある。WRダスト星は通常WC型の晩期星(WC 7-9)に集中して現れ、持続的とエピソード的の2種類のダスト星が知られている。

(i) 持続的ダスト星 恒星風の内部に恒常的に、あるいは散発的に、光学的に厚い団塊の構造が形成され、その内部が低温になってダストが形成されると考えられている。ダスト星には単独星と連星の両方が含まれているが、Marchenko-

Moffat<sup>14)</sup>によると2MASS (2ミクロン全天サーベイ)から選び出されたWRダスト星について、(K, J-K)図表上で、連星と単独星では分布に差はないという。持続的ダスト星は連星の中では周期1年程度以内の短周期の星に多く見られる。そのなかには風車星雲(pinwheel nebula)と呼ばれる赤外線渦巻状に広がるダスト雲を伴う星がある。これはO型星の背後に押し出されたダスト雲が膨張と軌道運動の効果で渦状構造になると考えられている。Monnierら<sup>15)</sup>は赤外撮像観測でWR 104を含む代表的な風車星雲連星11個について渦巻き構造を解析している。

(ii) エピソード的ダスト星 軌道周期が1年を越すと離心率の大きい連星が多くなり、近星点に近づいた時点で著しいダスト形成を示すことが知られている<sup>16)</sup>。代表例にWR 137 (周期13.05年, 1996年に近星点通過)とWR 140 (周期7.93年, 2001年に近星点通過)がある。両星ともに近星点付近で赤外Lバンド(3.8  $\mu$ m)に顕著な極大を示したが、増光はWR 137で緩やか( $\approx$ 5年)、WR 140で急(1年以内)であった。この差は軌道離心率の違いで説明できる。離心率の大きいWR 140では、両星の急速な接近によって急激なダスト形成が行われる。近星点通過後には、持続的ダスト星と同じように、ダスト雲が赤外撮像によって観測される。Monnierら<sup>17)</sup>の観測では連星軌道をはるかに越えて広がるダスト殻の発達が見られる。Marchenko-Moffat<sup>14)</sup>は上記2星を含めた数個のWRダスト連星についてHSTによる赤外撮像の結果をまとめた。それによるとWR 48a, WR 112については広がったダスト域構造を分解したが、残りのダスト星6個についてはまだ分解されていないという。

ダスト形成はこれまではWC星にのみに現れ、炭素がダスト形成に一役を担っていると考えられてきたが、最近、WR 102c (WN 6), WR 102ka (WN 10) (どちらも単独星の可能性)のようにダスト放射を示すWN星も発見された<sup>18)</sup>。両星とも

に著しい赤外超過を示し、ダスト放射の黒体温度は 100–200 K と通常の WR ダスト域の 1,000 K 程度に比較して極めて低い。また、これらの星は赤外放射とともに星雲禁制線を示すので、Barniske らは、WN 星ではダスト放射域は星から離れた星雲域にあるのではないかと示唆している。

## (2) 恒星風と金属存在量の効果

WR 星の恒星風の構造や質量放出率  $\dot{M}$  が金属量  $Z$  に依存するかどうかについて、現在、依存するという説が主流であるが、依存しないとする反論もある。

恒星風が多数の金属線の吸収によって加速される放射圧型恒星風では、発達状態は金属量  $Z$  に強く依存するはずである。Vink-de Koter<sup>19)</sup> は標準モデルに基づいて晩期型 WR 星からの質量放出率の金属量依存性を計算している。恒星風は主として鉄の存在量に依存するが WN, WC 星では元素組成が異なるので質量放出率  $\dot{M}$  も両者では異なっている。両者とも依存性は全般的には  $\dot{M} \propto Z^m$  で表され、 $m=0.86$  (WN),  $m=0.66$  (WC) で近似される。WN 星のべき指数  $m$  は通常の O 型星と同程度であるが、WC 星ではそれより緩やかになり、組成の違いを反映している。ここで注目されるのは低金属量の星である。Vink らは  $Z/Z_{\odot} = 10^{-5} \sim 10^{-4}$  の広い範囲で計算を行っているが、低金属星 ( $Z/Z_{\odot} \sim 10^{-3} \sim 10^{-4}$  以下) では質量放出率が極めて低くなり (WN 星で  $10^{-8} M_{\odot}/\text{yr}$ , WC 星で  $10^{-7} M_{\odot}/\text{yr}$ )、また、 $Z$  への依存性も低くなる。

Crowther–Hadfield<sup>20)</sup> は LMC, SMC 内の WN 星の分光観測から金属量の小さい WR 星では輝線光度が弱く、恒星風の弱いことを示している。したがって質量放出率も低くなり、Vink らの予測を裏づけている。Crowther らは WR 星の金属量が  $\gamma$  線バースター (次節) と関係しており、バースターは極度に金属量の低い WR 星から発生すると示唆している (第 5 節)。また、Eldridge–Vink<sup>21)</sup> は金属量の大きい WR 星について、金属量が大きくなると質量放出率は増大し、それが太

陽の 2 倍になると超新星段階で質量が減少するために、ブラックホールではなく中性子星になることを計算によって示した。逆に、金属量が小さい星では金属量が小さいほど大きな質量のブラックホールになる。

一方、金属量に依存しないと反論するのは Marchenko ら<sup>22)</sup> である。金属量  $Z$  が大きいと恒星風が発達し、それに伴って、星風内の不安定性によってクランプ構造が発達する。逆に  $Z$  の小さい場合には恒星風も発達せず、したがってクランプ構造も少ないはずである。Marchenko らは金属量の少ない SMC 内の WR 星の HeII 輝線 3 本の線輪郭の時間変動を観測し、銀河系 WR 星と同様のクランプ構造の存在を認めた。クランプは輝線輪郭の微細構造 (凹凸) として観測されるが、それが時間的に変動し、恒星風に沿って外方に運動する様子から推定される。このようなクランプの運動は銀河系内の WR 星ではよく観測されるからクランプ構造は金属量に依存しないという結論になる。クランプ構造が変わらないのは質量放出率が類似しているからであり、したがって恒星風の構造は金属量によらないと彼らは推論している。

## 4. 恒星風衝突域 (Colliding-wind region = CWR)

WR 星は単独星でも電波源、X 線源となっている。WR + OB 連星では両星からの強い恒星風が衝突し、衝撃波面によって非熱的電波や X 線を放射する高温領域と、波面後方に圧縮冷却されたダスト放射域を形成するなど多彩な活動領域を形成する。代表的な恒星風衝突連星 (Colliding Wind Binary; CWB) を軌道周期順に表 2 に示そう。

表 2 に見るように恒星風衝突領域 (CWR) は軌道周期の短いものから長いものまで広い範囲で現われ、周期とともに軌道離心率も大きくなる傾向がある。離心率の大きい連星では近星点付近で顕著な活動が現われる。活動性は D (ダスト域形

表 2 代表的な恒星風衝突連星 (CWB).

連星系	分光型	軌道周期 (d)	離心率	活動性	注
WR 20a	WN 6ha + WN 6ha	3.675	~0	E, X, ( $\gamma$ )	B <sup>23)</sup>
WR 139 (V444Cyg)	WN 5 + O6III-V	4.212	0.034	X, E	
WR 21a	WN 6 + O/a	31.62	0.48	R, X, ( $\gamma$ )	B <sup>24)</sup>
WR 11 ( $\gamma^2$ Vel)	WC 8 + O7.5III-V	78.5	0.326	D, X	
WR 25	WN 6h + O4f	208	0.35~0.5	X	B <sup>25)</sup>
WR 104	WC 9d + B0.5	243	—	X, D	
WR 140	WC 7pd + O4-5	2,899 (7.9 yr)	0.88	D, R, X, ( $\gamma$ )	
WR 137	WC 7pd + O9	4,766 (13.05 yr)	0.178	D	B <sup>13)</sup>
WR 146	WC 6 + O8	139? or 300 yr	—	R	VB
WR 147	WN 8(h) + B0.5V	274 yr or 1,350 yr	—	R, X	VB

活動性の記号: 活動性は 2005 年以降の文献による.

D=ダスト域形成, R=非熱的電波源, X=X線源, E=輝線(衝突域起源), ( $\gamma$ )= $\gamma$ 線源候補

注 B=2004 年以降に確認された連星系, VB=実視連星, 成分星の距離=285 AU (WR 146), 404 AU (WR 147)

成), R (非熱的電波源), X (X線源) などに見られるが,  $\gamma$ 線放射の期待されている星もある( $\gamma$ ).

最近, 集中的に観測およびモデル計算の進んでいるのは WR 140 である. この連星は軌道周期 7.9 年で 2001 年 2 月に近星点を通過しその前後で活発な活動を示した. 最近の観測とモデルのなかから主なものを挙げて見よう.

(1) 熱的 X 線: WR 140 は近星点付近で天上最大光度の X 線源となる. Pollock ら<sup>26)</sup>は近星点前後の Chandra 衛星の分光観測によって, X 輝線の輪郭, 相対強度などから, O 星を取り巻く弧状の X 線源が WR 星からの距離とともに電離度を減少させる成層構造や, その化学組成が WC 星の成分をもつことなどを示した.

(2) 非熱的電波: Dougherty ら<sup>27)</sup>は VLBA 干渉計で近星点近傍の高解像度観測を行い, 特に 8.4 GHz バンドでは非熱的電波域が WR 星に頭を向けた弧状構造として軌道上を移動するなど, 強度分布図が得られている. 彼らはこの軌道運動から WR 140 の軌道要素, 両星の質量, 地球からの距離などを導いている. また, シンクロトロン放射は光学的に薄い領域と厚い領域の複合スペクトルを示し, 軌道位相変化も観測されている.

(3) 低温領域の形成: 赤外超過とダスト形成も第 3 節 (1) で述べたように顕著である.

(4) CWR のモデル計算と  $\gamma$ 線放射の可能性: Pollock ら<sup>26)</sup>は X 線観測に基づいて, Pittard ら<sup>28)</sup>は電波観測に基づいて, それぞれ, WR 140 の CWR の流体力学モデル計算を行い, 電波から X 線にわたる放射域の構造とスペクトル特性を再現している. また, Pittard-Dougherty<sup>29)</sup>は CWR における磁場の効果を含めた粒子加速機構を考察して, 逆コンプトン効果などによる WR 140 からの  $\gamma$ -線放射の可能性を示唆している.

表 2 に示された他の星についても多くの観測やモデル考察が進んでいる.

## 5. $\gamma$ 線バースターと WR 星

$\gamma$ 線バースター (GRB) には短期 (<2 秒), ハード型と, 長期 (>2 秒), ソフト型の二つのタイプがある. このなかで第 2 型 GRB の前駆天体として WR 星が有力な候補となっている. GRB は重い星の最後の段階でブラックホールへの星の崩壊の際に生起すると考えられるので, 高エネルギー現象ではあるが恒星風衝突とは関係なく, 星本体の構造の問題である. WR 星起源の GRB 発生の条件として次の 2 点が挙げられている.

第 1 に恒星風が十分な非対称性をもつこと. Eldridge<sup>30)</sup>は高速自転の WR 星で自転軸方向に高速低密度, 赤道面に低速高密度の恒星風が存在

するとき、GRBのアフターグローは低密度の自転軸方向に伝播し、長時間、観測可能になることを数値計算で示した。ただし、そのためには恒星風密度比が自転軸と赤道面で5倍から20倍という大きな値をもつことが必要で、自転速度が十分に大きいことが必要という厳しい条件がある。

第2は金属量である。遠方銀河のGRBではホスト銀河は一般に極めて金属欠乏である。これについてHirschiら<sup>31)</sup>は、高速自転の大質量星の超新星爆発前における進化過程を計算し、GRBが発生するには超新星Ic型の母体となるWO型星の金属量が低い必要があり、磁場の効果を考慮したとき上限は $Z/Z_{\odot} \sim 0.004$  (SMCの金属量)となる事をしめした。Vink<sup>32)</sup>はLMCの13WR星について光学域偏光観測を実施し、そのうち2星が線偏光による扁平な恒星風の存在を示したので、これらの星はGRBの前駆天体ではないかと示唆している。Hirschiらは超低金属量 ( $Z/Z_{\odot} = 10^{-8}$ )の星は十分な角運動量を保ったまま高速自転のWO星となり、崩壊の際にGRBが発生する可能性があるとして述べている。この超低金属量は宇宙初期の星形成とも関連し、宇宙論との関係からも多くの考察がある<sup>33)</sup>。

### 参考文献

- 1) Kogure T., Leung K. C., 2007, *Astrophysics of Emission Line Stars*, Springer
- 2) Crowther P. A., 2007, *ARA&A* 45, 177
- 3) van der Hucht K. A., 2001, *New Ast. Rev.* 45, 135
- 4) van der Hucht K. A., 2006, *A&A* 458, 453
- 5) Crowther P. A., et al., 2006, *MNRAS* 372, 1407
- 6) Munro M. P., et al., 2006, *ApJS* 165, 173
- 7) Hadfield L. J., et al., 2006, *MNRAS* 376, 248
- 8) Hadfield L. J., et al., 2005, *A&A* 439, 265
- 9) Schaerer D., Contini T., Kunth D., 1999, *A&AS* 136, 35
- 10) Gräfener G., Hamann W. R., 2006, in *Proc. Mass Loss from Stars and the Evolution of Stellar Clusters*, A. de Koter, et al. (eds.), *ASP Conf. Ser.*, in press
- 11) Hamann W. R., et al., 2006, *A&A* 457, 1015
- 12) Barniske A., Hamann W. R., Gräfener G., 2006, *Proc. Stellar Evolution at Low Metallicity*, *ASP Conf. Ser.* 353, 243
- 13) Lefèvre L., Marchenko S. V., et al., 2005a, *MNRAS*

- 360, 141; Lefèvre L., Marchenko S.V., et al., 2005b, *ApJ* 634, L109
- 14) Marchenko S. V., Moffat A. F. J., 2007, in *Proc. Massive Stars in Interacting Binaries*, *ASP Conf. Ser.*, 367, 213
- 15) Monnier J. D., et al., 2007, *ApJ* 655, 1033
- 16) Williams P. M., van der Hucht K. A., 1994, in *Proc. Impact of Long-Term Monitoring on Star Research*, C. Sterken & M. de Groot (eds.), *Kluwer Dordrecht*, p. 85
- 17) Monnier J. D., et al., 2002, *ApJ* 567, L137
- 18) Barniske A., Oskoinova L., et al., 2006, *Proc. Stellar Evolution at Low Metallicity*, *ASP Conf. Ser.* 353, 241
- 19) Vink J. S., de Koter, A., 2005, *A&A* 442, 587
- 20) Crowther P. A., Hadfield L. J., 2006, *A&A* 449, 711
- 21) Eldridge J. J., Vink J. S., 2006, *A&A* 452, 295
- 22) Marchenko S. V., et al., 2007, *ApJ* 656, L77
- 23) Rauw G., De Becker M., et al., 2004, *A&A* 420, L19
- 24) Niemela V. S., Gamen R. C., et al., 2006, *Rev. Mex. de A&A* 26, 39
- 25) Gamen R. C., Gosset E., et al., 2006, *A&A* 460, 777
- 26) Pollock A. M. T., et al., 2005, *ApJ* 629, 482
- 27) Dougherty S. M., et al., 2005, *ApJ* 623, 447
- 28) Pittard J. M., et al., 2006, *A&A* 446, 1001
- 29) Pittard J. M., Dougherty S. M., 2006, *MNRAS* 372, 801
- 30) Eldridge J. J., 2006, *MNRAS* 367, 186 ; Eldridge J. J., 2007, *MNRAS* 377, L29
- 31) Hirschi R., Meynet, G., Maeder A., 2006, in *Proc. "Swift and GRBs: Unveiling the relativistic universe,"* San Servolo, Venice, June, 2006, in press
- 32) Vink J. S., 2007, *A&A* 469, 707
- 33) Lamers H. J. G. L. M., et al. (eds.), 2006, *Proc. Stellar Evolution at Low Metallicity: Mass Loss, Explosion, Cosmology*, *ASP Conf. Ser.* 353

## Recent Developments in the Studies of Emission-Line Stars.

### 1. Wolf-Rayet Stars

Tomokazu KOGURE

*1-10 Togano, Hashimoto, Yawata, Kyoto 614-8322, Japan*

Abstract: WR stars are supposed to be the massive stars in later stage of stellar evolution. In this article recent studies are reviewed with particular attention to the problems: search of hidden WR stars, dust formation and metallicity effects in stellar winds, and active phenomena in colliding-wind regions of WR+O binaries. The roles of WR stars as the progenitor of gamma-ray bursters are also briefly reviewed.